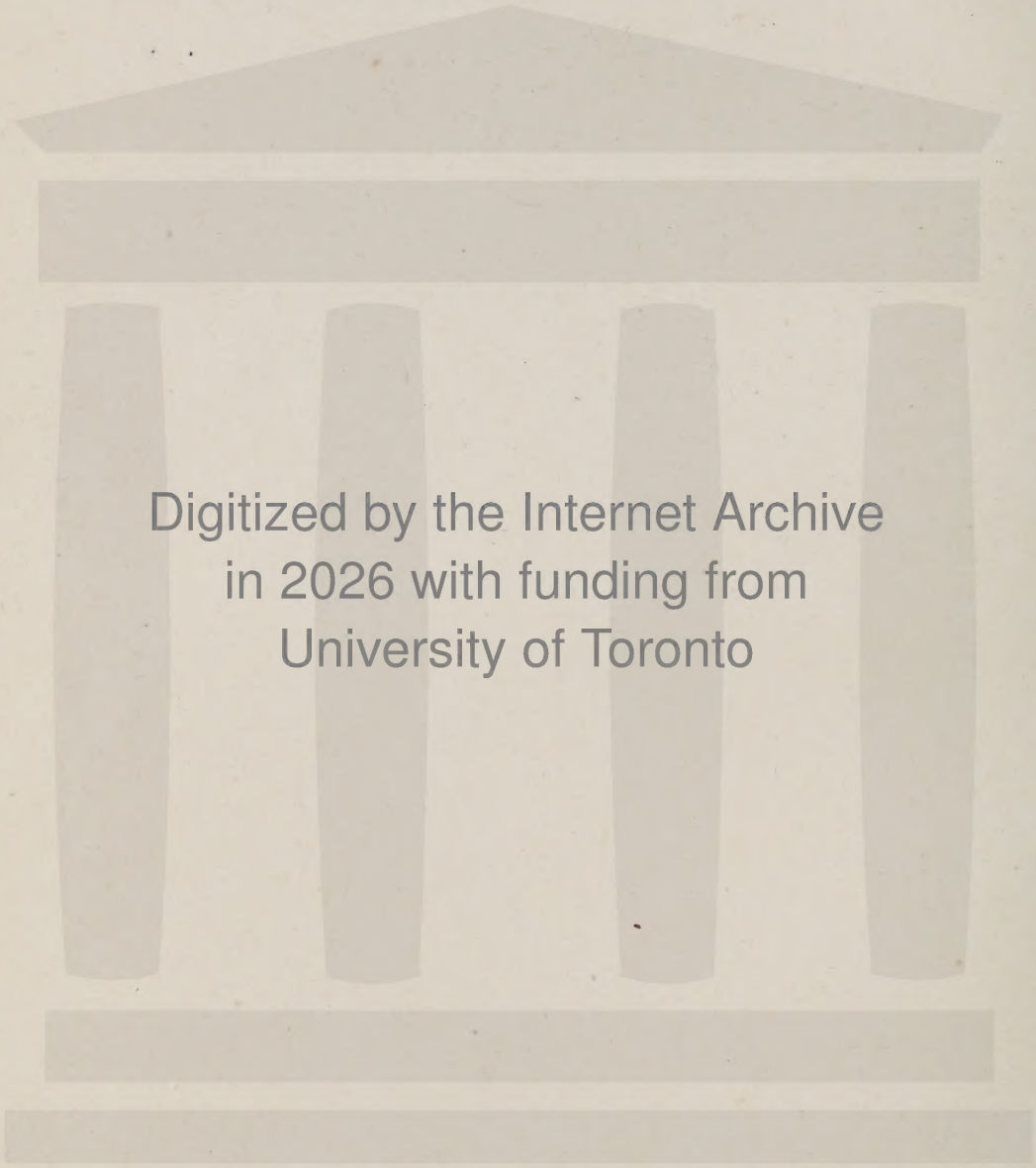
3 1761 05234748 1

UNIVERSITY
OF
TORONTO
LIBRARY


Digitized by the Internet Archive
in 2026 with funding from
University of Toronto

https://archive.org/details/handbuchderallge00klei

Handbuch

der

Allgemeinen Himmelsbeschreibung

nach dem

Standpunkte der astronomischen Wissenschaft am
Schlusse des 19. Jahrhunderts

Abbildungen

aus dem xylographischen Atelier

von Friedrich Vieweg und Sohn

in Braunschweig

Spektraltafel nach den Beobachtungen und Zeichnungen von H. C. Vogel.

1. Spektrum eines Nebelflecks (grofser Orionnebel).

2. Spektrum des Planeten Uranus.

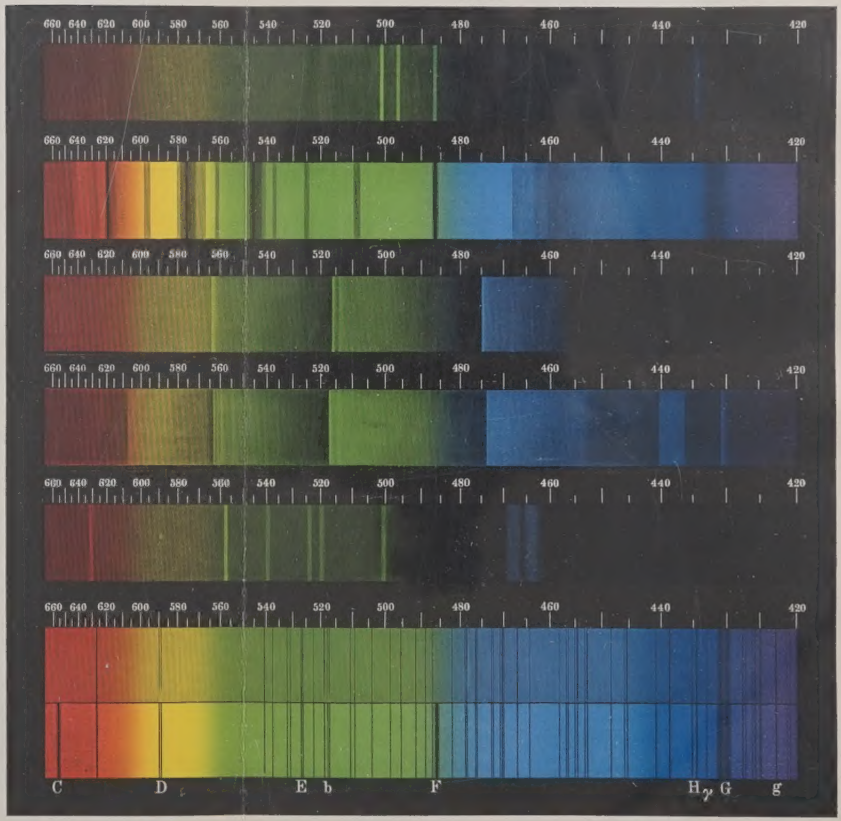
3. Normales Kometenspektrum.

4. Spektrum des Kohlenwasserstoffs (zur Vergleichung).

5. Spektrum des Nordlichts.

6. Spektrum in der Nähe des Sonnenrandes.

Normales Sonnenspektrum.



Verlag von Friedr. Vieweg & Sohn in Braunschweig.

astron.

UNIVERSITY OF TORONTO LIBRARY

Handbuch

der

Allgemeinen Himmelsbeschreibung

nach dem

Standpunkte der astronomischen Wissenschaft am Schlusse des 19. Jahrhunderts

---

Dritte

völlig umgearbeitete und vermehrte Auflage der „Anleitung zur Durchmusterung des Himmels"

von

Dr. Hermann J. Klein

Mit zahlreichen Abbildungen und Tafeln

488 37 3/7/08

Braunschweig
Druck und Verlag von Friedrich Vieweg und Sohn
1901

Alle Rechte, namentlich dasjenige der Übersetzung in fremde Sprachen, vorbehalten

Vorrede.

Während der Vorarbeiten zu einer neuen Auflage meiner „Anleitung zur Durchmusterung des Himmels" reifte allmählich in mir der Entschluß, diesem Buche durch vollständigere Einfügung und systematische Darstellung aller wichtigeren Ergebnisse der astronomischen Forschung eine höhere Stufe anzuweisen. Durch Ausführung dieses Planes ist das Werk jetzt wesentlich über die ihm früher gesteckten Grenzen gewachsen und ganz von selbst zu einer Neubearbeitung meines vor drei Jahrzehnten erschienenen „Handbuch der allgemeinen Himmelsbeschreibung" geworden. Ich habe ihm deshalb auch den Titel dieses letztern vorgesetzt und dadurch ausgedrückt, daß in diesem Werke der Versuch gemacht wurde, den Standpunkt der empirischen Forschung auf astronomischem Gebiete am Schlusse des 19. Jahrhunderts darzustellen.

Der erste Abschnitt des Buches, welcher den astronomischen Instrumenten gewidmet ist, erinnert noch unmittelbar an die „Anleitung zur Durchmusterung des Himmels". Er steht mit den nachfolgenden Abschnitten in keinem unmittelbaren Zusammenhange und ich hebe ausdrücklich hervor, daß hier nicht etwa eine astronomische Instrumentenkunde gegeben werden soll. Vielmehr will dieser Abschnitt nur eine für die Freunde der Himmelskunde bestimmte, durch Abbildungen erläuterte, kurze Schilderung der gebräuchlicheren astrophysikalischen Instrumente geben, zu deren Aufnahme in das Buch ich von verschiedenen Seiten veranlaßt wurde. Der Schwerpunkt des Werkes liegt in der zweiten und dritten Abteilung desselben. Natürlich ist aber auch hier nur eine relative Vollständigkeit erreichbar, auch war ich durchweg bestrebt, in der Darstellung den Charakter des Handbuches, das kein Lehrbuch sein soll, streng zu wahren.

Die vierte Abteilung ist aus der „Anleitung zur Durchmusterung des Himmels" herübergenommen, aber völlig umgearbeitet und wesentlich

erweitert. Selbstverständlich kann in dieser Abteilung auch nur von annähernder Vollständigkeit keine Rede sein; ich mußte mich vielmehr darauf beschränken, die aus irgend welchen Gründen interessanteren Objekte des Sternenhimmels vorzuführen.

Obgleich das Werk in den Hauptabschnitten populäre Erläuterungen ausschließt, so ist es doch seinem Grundgedanken und seiner Darstellung gemäß für jeden verständlich, der den astronomischen Elementarlehren nicht gerade fremd gegenübersteht und Interesse an der Himmelsbeschreibung besitzt.

Köln, im November 1900.

Dr. Hermann J. Klein.

Inhaltsverzeichnis.

Seite

Einleitung 1

Erste Abteilung.

Die Instrumente und der Beobachter.

Das Fernrohr 3
Instrumente zu spektroskopischen, photographischen und photometrischen Beobachtungen 13
Das Spektroskop 13
Die Apparate zur Photographie der Gestirne 15
Die photometrischen Apparate 16
Aufstellung astronomischer Instrumente 20
Prüfung und Behandlung des Fernrohres 24

Zweite Abteilung.

Das Sonnensystem.

Die Sonne 27
Allgemeine kosmische Verhältnisse 27
Entfernung des Sonnenmittelpunkes vom Centrum der Erde 27
Der mittlere scheinbare Durchmesser 29
Die mittlere Rotationszeit 29
Wolfs Flecken-Relativzahlen 30
Der mittlere Verlauf der Sonnenfleckenperiode 35
Zusammenhang zwischen Sonnenfleckthätigkeit und Erdmagnetismus . . . 36
Methoden der Sonnenbeobachtung am Fernrohre 37
Erscheinungen auf der Sonnenoberfläche am Fernrohre 40
1. Die dunkeln Flecke 41
Das Spektrum der Sonnenflecke 45
Die Wärmestrahlung der Sonnenflecke 49
2. Die hellen Fackeln 49
3. Die Granulation 51
4. Erscheinungen der Sonnenatmosphäre 53
Die Korona 56
Die Chromosphäre 58
Die Protuberanzen 59
Schlüsse über die physischen Zustände der Sonne 62

Seite

5. Erscheinungen vor der Sonnenscheibe 67
Das Zodiakallicht 70
Merkur 75
Allgemeine kosmische Verhältnisse 75
Photometrische Messungen der Helligkeit 76
Spektrum des Merkur 77
Die Phasen 77
Ungleichheiten der Oberfläche 78
Flecke auf der Oberfläche und Rotation des Merkur 78
Vorübergänge vor der Sonnenscheibe 80
Venus 81
Allgemeine kosmische Verhältnisse 81
Helligkeit der Venus 81
Spektrum der Venus 81
Die Phasen 82
Der Dämmerungssaum 83
Unregelmäßigkeiten der Lichtgrenze und der Hörnerspitzen 85
Die Flecke 86
Die Rotation 88
Phosphorescenz der Nachtseite der Venus 90
Der angebliche Satellit 93
Der Mond 95
Allgemeine kosmische Verhältnisse 95
Intensität des Mondlichtes 95
Gestalt des Mondes 96
Das sekundäre Licht des Mondes 97
Mondfinsternisse 97
Der Erdschatten außerhalb der Mondscheibe 98
Die Mondoberfläche im allgemeinen 98
Die Formationen der Mondoberfläche 100
1. Die grauen Ebenen oder Maren 100
2. Die Gebirge 101
3. Wallebenen 102
4. Ringgebirge 102
5. Krater 102
6. Rillen 102
7. Helle Streifen und Strahlensysteme, Krater mit hellem Nimbus und Lichtflecken 115
8. Dunkle Flecke 116
9. Helligkeitsunterschiede der Mondoberfläche 119
10. Bergschatten 120
11. Veränderungen auf der Mondoberfläche 121
Die Atmosphäre des Mondes 125
Mondkarten 126
Photographische Aufnahmen der Mondoberfläche 129
Temperaturverhältnisse des Mondes 131
Selenologie 133
Mars 136
Allgemeine kosmische Verhältnisse 136
Helligkeit des Mars 137
Das Spektrum des Mars 137
Die Phasen 138
Die dunkeln Flecke 138
Die Polarflecke 150
Die Atmosphäre 153

Seite
Helle Hervorragungen an der Lichtgrenze des Mars 155
Zusammenfassung 157
Die Monde des Mars 162
Die Gruppe der kleinen Planeten 164
Jupiter 168
Allgemeine kosmische Verhältnisse 168
Helligkeit des Jupiter 169
Die Masse Jupiters 169
Größe und Abplattung 170
Streifen und Flecke 172
Rotation 177
Atmosphäre und Spektrum 181
Die Monde des Jupiter 183
Helligkeit 184
Gestalt und Größe 186
Verfinsterungen 188
Bedeckungen durch die Scheibe des Jupiter 189
Vorübergänge vor der Jupiterscheibe 190
Flecke auf den Trabantenscheiben 192
Der fünfte Mond 195
Saturn 196
Allgemeine kosmische Verhältnisse 196
Helligkeit des Saturn 197
Spektrum des Saturn 197
Die Masse Saturns 198
Gestalt und Größe 198
Streifen und Flecke. Rotationsdauer 199
Das Ringsystem des Saturn 202
Der äußere Ring 204
Der innere Ring 206
Der dunkle Ring (Crapring) 207
Der Schatten des Ringsystems auf der Saturnkugel 210
Erscheinungen beim Verschwinden des Ringsystems 211
Die Rotation der Saturnringe 213
Die Monde des Saturn 215
Die Bewegungstheorie der Saturnmonde 215
Der neunte Trabant 218
Die Helligkeiten der Saturnmonde 219
Die Massen der Saturnmonde 220
Allgemeine Bemerkungen über die Saturnmonde 220
Uranus 222
Allgemeine kosmische Verhältnisse 222
Entdeckungsgeschichte 222
Scheinbare Helligkeit 223
Spektrum des Uranus 223
Gestalt und Größe 224
Die Monde des Uranus 225
Neptun 226
Allgemeine kosmische Verhältnisse 226
Entdeckungsgeschichte 226
Scheinbare Helligkeit 228
Gestalt und Größe 229
Das Neptunspektrum 229
Der Trabant des Neptun 229

Seite

Die Kometen 230
Anzahl der Kometen 230
Helligkeit der Kometen 233
Äußere Gestalt der Kometen 234
Der Schweif 234
Die Nebelhülle oder Coma 240
Der Kern 243
Spektroskopische Untersuchungen 245
Die physische Natur der Kometen 248
Berechnete Kometenbahnen 249
J. G. Galles Verzeichnis der berechneten Kometenbahnen mit Fortsetzung bis Ende 1899 250
Der Komet 1770 I 261
„ „ 1826 I 261
„ „ 1843 I 263
„ „ 1861 I 263
„ „ 1862 III 263
„ „ 1866 I 264
„ „ 1880 I 264
„ „ 1882 I 264
„ „ 1882 II 264
„ „ 1889 V 266
„ „ 1890 II 269
„ „ 1892 II 270
„ „ 1894 IV 271
„ „ 1895 II 271
„ „ 1896 VII 272
„ „ 1899 I 272
Periodische Kometen 273
Der Lexellsche Komet 275
Enckes Komet 275
Bielas Komet 276
Der Komet Faye 277
Der Winneckesche Komet 278
Der Brorsensche Komet 278
Der d'Arrestsche Komet 279
Der Komet 1858 I (Méchain-Tuttle) 279
„ „ 1866 I 279
„ „ 1867 II (Tempel I) 279
„ „ 1873 II (Tempel II) 280
Kometen-Gruppen 280
Ursprung der periodischen Kometen 280
Die Sternschnuppen, Feuerkugeln und Meteorite 284
Teleskopische Sternschnuppen 285
Schweife 287
Die Farben der Sternschnuppen 288
Höhen der Sternschnuppen 288
Periodische und sporadische Sternschnuppen 288
Große Sternschnuppenfälle 290
Die Leoniden 296
Die Perseiden 301
Die Lyriden 302
Die Andromeden 302
Die hauptsächlichsten Meteorströme und deren Radianten 304
Die Beziehungen der Meteorschwärme zu den Kometen 305

Seite
Feuerkugeln 305
Vergleichende Tafel beobachteter Feuermeteore, zusammengestellt von J. F. Jul. Schmidt 306
Statistische Zusammenstellung von Feuerkugeln, detonierenden Meteoren und Meteoritenfällen nach den Lokalstunden und nach den einzelnen Monaten vom Jahre 1600 ab bis Ende 1888, zusammengestellt von H. Bornitz 307
Gestalt und Größe der Feuerkugeln 309
Kosmische Verhältnisse der Feuerkugeln 309
Meteorite 310
Stein- und Eisenmeteorite 316
Verteilung der Meteoritenfälle auf die Tagesstunden 317
Tage mit ungewöhnlich reichen Meteoritenfällen 318
Meteorite von besonderer Beschaffenheit 318
Moldavite 319
Entstehung der Meteorite 320

Dritte Abteilung.

Stellarastronomie.

Der Äther 321
Temperatur des Weltraumes 322
Wärmestrahlung einzelner Fixsterne 322
Astrognosie 322
Die Gruppierung der Sternbilder 323
Ursprung des Tierkreisgürtels 324
Die Fixsterntafel des Almagest 325
Spätere Einführungen von Sternbildern 326
Die scheinbaren Helligkeitsverhältnisse der Fixsterne 328
Größenschätzungen 328
Photometrische Messungen 329
Verhältnis zwischen den Größenschätzungen und den photometrischen Messungen der Fixsterne 331
Helligkeitsbestimmungen aus photographischen Aufnahmen 332
Die Farben der Fixsterne 333
Anzahl und Verteilung der Fixsterne gemäß den Sternkatalogen und Sternkarten 336
1. Gesamtzahl aller mit bloßem Auge unterscheidbaren Sterne 336
2. Sternkataloge 337
3. Sternkarten 339
Verteilung der Sterne der einzelnen Größenklassen an der nördlichen Himmelshälfte 341
4. Photographische Sternkarten 343
Die spektroskopische Untersuchung der Fixsterne 345
Die früheste spektroskopische Beobachtung des Sternenlichtes 345
Vogels Spektralklassen der Fixsterne 347
Die spektralphotographischen Untersuchungen der Harvard-Sternwarte . . 348
Die 1888 bis 1891 auf dem Potsdamer Observatorium erhaltenen photographischen Aufnahmen der Spektra hellerer Sterne 350
Die Sterne der III. Klasse (Secchis Typus IV) 353
Der Wolf-Rayetsche Sterntypus 361
Das Spektrum von ζ Puppis 363
Die Anwesenheit von Sauerstoff und Stickstoff in den Atmosphären einiger Sterne 363

Seite
Doppelstern-Spektra 364
Einfluß der Rotation der Fixsterne auf die Verbreiterung der Spektrallinien 364
Die veränderlichen Sterne 365
Geschichtliches 365
Veränderlichkeit des Sternenlichtes 365
Kataloge der Veränderlichen 365
Allgemeine Verteilung der Veränderlichen über den Himmel 366
Die Eigentümlichkeiten, welche auf Grund bloßer Okularbeobachtungen den veränderlichen Sternen zukommen 367
Die Veränderlichen des Mira-Typus 367
Die Veränderlichen des Algol-Typus 371
Veränderliche des Lyra-Typus 375
Veränderliche in Sternhaufen 377
Neu erschienene Sterne (Novae) 379
Aufzählung der neuen Sterne und Ergebnisse der Beobachtungen 380
Scheinbare Verteilung der neuen Sterne über den Himmel 392
Deutung der neuen Sterne 393
Parallaxen der Fixsterne 395
Geschichtliches 395
Der heutige Zustand unserer Kenntnis der Fixsternparallaxen 401
Ableitung von Fixsternparallaxen aus photographischen Aufnahmen . . . 402
Die mittleren Parallaxen der Sterne der Größenklassen 1 bis 10 403
Die Eigenbewegungen der Fixsterne und die translatorische Bewegung des Sonnensystems 404
Die scheinbaren Eigenbewegungen der Fixsterne 404
J. Bossards Verzeichnis aller Fixsterne, deren Eigenbewegung jährlich 0,5″ oder darüber beträgt 406
Die translatorische Bewegung der Sonne 412
Die Eigenbewegung an 51 Sternen in der Gesichtslinie zur Erde als Ergebnis der spektrographischen Aufnahmen in Potsdam 415
Verteilung der Pole der Eigenbewegung von 1400 Sternen des Auwers-Bradley-Katalogs, von H. Kobold berechnet 419
Physischer Zusammenhang der Fixsternbewegungen untereinander 420
Die Doppel- und mehrfachen Sterne 420
Geschichtliches 420
Doppelsternbahnen 424
Die Veränderlichkeit der Eigenbewegung isolierter Fixsterne 427
Spektroskopische Doppelsterne 432
Die Sternhaufen 444
Geschichtliches 444
Trigonometrische Aufnahmen von Sternhaufen 445
Photographische Aufnahmen der Sternhaufen 447
Die spektroskopische Zusammensetzung einiger Sternhaufen 450
Die Nebelflecke 450
Geschichtliches 450
Die Positionsbestimmungen der Nebelflecke 453
Eigenbewegungen der Nebel 453
John Herschels und Dreyers Generalkataloge der Nebelflecke und Sternhaufen des Himmels 454
Verteilung der Nebel und Sternhaufen an der Himmelssphäre 454
Photographische Aufnahmen von Nebelflecken 454
Die Lichtstärke der Nebelflecke 455
Anzahl der am Himmel sichtbaren Nebelflecke 456
Entfernung der Nebelflecke 457

Seite
Die physische Beschaffenheit der Nebelflecke 457
Ausgezeichnete Formen von Nebelflecken 457
Spiralnebel 461
Ringnebel 465
Planetarische Nebel 467
Große, diffuse Nebelmassen 468
Veränderliche Nebel 470
Die Milchstraße und der Bau der Welt 472
Geschichtliches 472
Herschels unergründliche Stellen in der Milchstraße 474
Sternleere Regionen (Öffnungen) in der Milchstraße 475
Beschreibungen und Zeichnungen der Milchstraße 476
Photographische Aufnahmen der Milchstraße 478
Die Verteilung der Sterne in der Milchstraße 479
Struves Untersuchungen über die Anordnung der Sterne in der Milchstraße 481
Seeligers Untersuchungen über die Milchstraße 485

Vierte Abteilung.

Durchmusterung des siderischen Inhalts der Sternbilder, welche in Mitteleuropa sichtbar sind.

Andromeda 489
Aquarius. (Der Wassermann) 492
Aquila. (Der Adler) 494
Argo Navis. (Das Schiff Argo) 496
Aries. (Der Widder) 497
Auriga. (Der Fuhrmann) 499
Bootes 501
Camelopardus. (Die Giraffe) 504
Cancer. (Der Krebs) 505
Canes venatici. (Die Jagdhunde) 507
Canis major. (Der große Hund) 509
Canis minor. (Der kleine Hund) 510
Capricornus. (Der Steinbock) 511
Cassiopeia 512
Cepheus 516
Cetus. (Der Walfisch) 519
Coma Berenices. (Das Haupthaar der Berenice) 521
Corona borealis. (Die nördliche Krone) 523
Corvus. (Der Rabe) 525
Crater. (Der Becher) 526
Cygnus. (Der Schwan) 527
Delphinus. (Der Delphin) 533
Draco. (Der Drache) 534
Equuleus. (Das Füllen) 537
Eridanus. (Der Fluß Eridanus) 538
Gemini. (Die Zwillinge) 540
Hercules 544
Hydra. (Die Wasserschlange) 548
Lacerta. (Die Eidechse) 550
Leo major. (Der große Löwe) 551
Leo minor. (Der kleine Löwe) 553
Lepus. (Der Hase) 554

Seite

Libra. (Die Wage) 555
Lynx. (Der Luchs) 556
Lyra. (Die Leier) 557
Monoceros. (Das Einhorn) 559
Ophiuchus. (Der Schlangenträger) 561
Orion 564
Pegasus 569
Perseus 571
Pisces. (Die Fische) 574
Sagitta. (Der Pfeil) 576
Sagittarius. (Der Schütze) 577
Scorpius. (Der Skorpion) 581
Scutum Sobiesii. (Der Sobieskische Schild) 583
Serpens. (Die Schlange) 584
Sextans. (Der Sextant) 586
Taurus. (Der Stier) 586
Triangulum. (Das Dreieck) 591
Ursa major. (Der große Bär) 591
Ursa minor. (Der kleine Bär) 594
Virgo. (Die Jungfrau) 594
Vulpecula. (Der Fuchs) 597

Alphabetisches Sachregister 601
Namenregister 606
Spektraltafel, Stern-Spektraltafel } nach den Beobachtungen und Zeichnungen von H. C. Vogel.

Erklärung der Abkürzungen.

° Grad.	h Stunde.	α Rektascension.
′ Minute	m Minute.	δ Deklination.
		+ nördliche } Deklination
″ Sekunde.	s Sekunde.	— südliche } oder Breite

a Halbe große Axe der Bahn (bei den Planeten in Einheiten der großen Halbaxe der Erdbahn).
e Excentricität in Einheiten der halben großen Axe der Bahn.
π Länge des Perihels.
☊ „ „ aufsteigenden Knotens.
i Neigung der Bahnebene gegen die Ekliptik.
μ Mittlere tägliche Bewegung.
d Distanz in Bogensekunden.
p Positionswinkel.
φ Excentricitätswinkel.
n Mittlere jährliche Bewegung.
P Umlaufsdauer.
T Zeit des Periastrums.
λ Wellenlänge in Zehnmillionteln des Millimeters.

Einleitung.

Die Kenntnis des siderischen Inhalts der Himmelsräume, welche die Gegenwart stolz ihr Eigentum nennt, ist, abgesehen von den geringen Leistungen der antiken Welt und den Fundamenten der Astronomie überhaupt, die Copernicus, Kepler und Newton legten, lediglich das Ergebnis der teleskopischen Forschungen. Die Hauptergebnisse wurden während der letzten hundertfünfzig Jahre erlangt und in diesem kurzen Zeitraume ist es wieder das letzte Drittel, welches die beiden vorhergehenden in Bezug auf Menge und Wichtigkeit der Ergebnisse bei weitem überragt.

Vor Wilhelm Herschels Auftreten war die Welt der Fixsterne ein unbekannter Ocean, dem nur vorübergehend Aufmerksamkeit geschenkt wurde, den aber kein hinreichend bewaffnetes Auge mit Ausdauer durchforschte. Ortsbestimmungen einer nicht allzu großen Zahl meist hellerer Sterne und einige Vermutungen über Eigenbewegungen sind neben den spärlichen Beobachtungen weniger Veränderlichen das Hauptsächlichste, was bis dahin geleistet worden. Zwar hatte Messier angefangen, die Welt der Nebelflecke aus dem Dunkel hervorzuziehen, allein um die Wichtigkeit dieser Arbeit zu begreifen, mußte erst ein Übergang geschaffen, eine Brücke gebaut sein, die von den isolierten und vielfachen Sternen zu jenen Gebilden hinüberreichte. Diese Riesenarbeit begonnen und zu einem vorläufigen Abschlusse gebracht zu haben, ist das Verdienst Wilhelm Herschels, des größten astronomischen Entdeckers aller Jahrhunderte. Im Beginne seiner Wirksamkeit aber war das Sonnensystem bereits nach den verschiedensten Richtungen durchforscht, und das Hauptsächlichste, was man von der planetarischen Welt wußte, lange bekannt. Denn in dem nämlichen Jahrhunderte, in welchem das Fernrohr erfunden worden, lieferte es diejenigen Resultate, mit denen fast ausschließlich bis auf Herschel sich das folgende Säculum begnügte.

Eine neue Epoche des Fortschrittes unserer Kenntnisse von dem Baue und den physischen Zuständen des Universums beginnt mit der Vervollkommnung der Refraktoren und Mikrometer. Es bedarf nur der Erinnerung an zwei Namen, Bessel und F. W. Struve, um eine Reihe der wichtigsten Arbeiten ins Gedächtnis zu rufen. Auf dem eingeschlagenen Wege aber sind, mit vervollkommten Instrumenten und Methoden, die Nachfolger vorwärts gewandert und die Fortschritte der optischen und mechanischen Kunst haben in den letzten Jahrzehnten in den Arbeiten von Dembowski und Burnham am Fixsternhimmel und den Beobachtungen der Planeten und ihrer Trabanten durch Schiaparelli, Hall, Barnard und andere die herrlichsten Früchte getragen.

Die Ära, deren Zeitgenossen die Jetztlebenden sind, beginnt mit der Anwendung neuer physikalischer Werkzeuge und Untersuchungsmethoden auf astronomischem Gebiete. Daguerres Erfindung hat in der Vervollkommnung,

welche ihr allmählich zu teil geworden, für die Astronomie eine Bedeutung erlangt, welche in den wichtigsten Beziehungen die der direkten Beobachtung weit übertrifft. Darstellungen der Sonnen- und Mondoberfläche werden mit einer Treue, welche die zeichnende Hand niemals erreichen kann, in wenigen Sekunden oder Bruchteilen von solchen erhalten, die lichtschwächsten Trabanten zeichnen ihr Bild auf die empfindliche Platte und endlich hat die photographische Aufnahme des Sternenhimmels bis zu Objekten, die das Auge kaum an den mächtigsten Sehwerkzeugen aufzufassen vermag, ein Inventar der Fixsternwelt geliefert, welches jede Regung in dem unermeßlichen Heere der Sterne zu überwachen gestattet. Aber auch die Welt der Nebelflecke, die nach W. Herschels Vorgange Lord Rosse an seinem gewaltigen Spiegelteleskope zu ergründen fortfuhr, ist von der photographischen Platte in ein wesentlich helleres Licht gerückt worden und die wunderbaren Formen dieser düsteren Gebilde deuten in unverkennbaren Zügen ihre Entwickelungsgeschichte an. Mit der Photographie rivalisiert die Spektralanalyse in Wichtigkeit für die beobachtende Astronomie und beide Hülfsmittel leisten im Spektrographen vereinigt, was noch vor fünf Jahrzehnten unmöglich erschien. Die Spektralphotographie hat es gestattet, absolute Maße (in Kilometern) für die kosmischen Geschwindigkeiten einer Anzahl von Fixsternen zu gewinnen, sie hat das Gebiet der Doppelsterne um eine völlig neue Klasse (der spektroskopischen Binarsysteme) erweitert, hat das Geheimnis der sogenannten neuen Sterne enthüllt und nicht minder in ihrer Anwendung auf den Sonnenball zu wichtigen Ergebnissen geführt. Auch die Photometrie darf in dieser kurzen Aufzählung nicht vergessen werden. Steinheils Scharfsinn gab zuerst Mittel an die Hand, um die Unsicherheit, welche bis dahin allen Helligkeitsbestimmungen der Sterne anhaftete, zu beseitigen. Ein wesentlicher Fortschritt wurde dann durch die Konstruktion des Zöllnerschen Photometers erzielt und endlich haben die verschiedenen Konstruktionen dieses Instrumentes, welche Pickering erdachte und anwandte, zu zahlreichen wichtigen Ergebnissen geführt. Bei Aufzählung der Fortschritte unserer Kenntnisse des Universums sind endlich die weittragenden Forschungen über den Zusammenhang der Kometen und Meteorströme hervorzuheben, ein Zusammenhang, den scharfsichtige Beobachter vereinzelt ahnten, dessen Enthüllung aber dennoch unerwartet kam und die wichtigste Perspektive auch über die Geschichte unseres Sonnensystems eröffnete. Entsprechend den großartigen Erfolgen der Himmelsforschung während der letzten Jahrzehnte, ist das Interesse für die Wissenschaft in den Kreisen der Gebildeten aller Nationen mächtig gewachsen. Die Zahl der Forscher hat sich mit der Vervollkommnung der Hülfsmittel vermehrt und während die Staaten in rühmlichem Wetteifer großartige Tempel der Urania errichteten, haben begüterte Privatpersonen in nicht geringem Maße Mittel gespendet zu astronomischen Untersuchungen, ja gerade die größten, bestgelegenen Sternwarten verdanken ihre Entstehung der Munifizenz von Männern, die begeistert waren für die Erforschung des Himmels. Auch dieser Männer muß hier gedacht werden, eines Lick, Bischofsheim, Remeis und Yerkes, nicht minder der Miß Bruce, deren Namen ruhmvoll fortleben werden in den Forschungen an den Beobachtungsstätten, die sie ins Leben riefen.

Erste Abteilung.

Die Instrumente und der Beobachter.

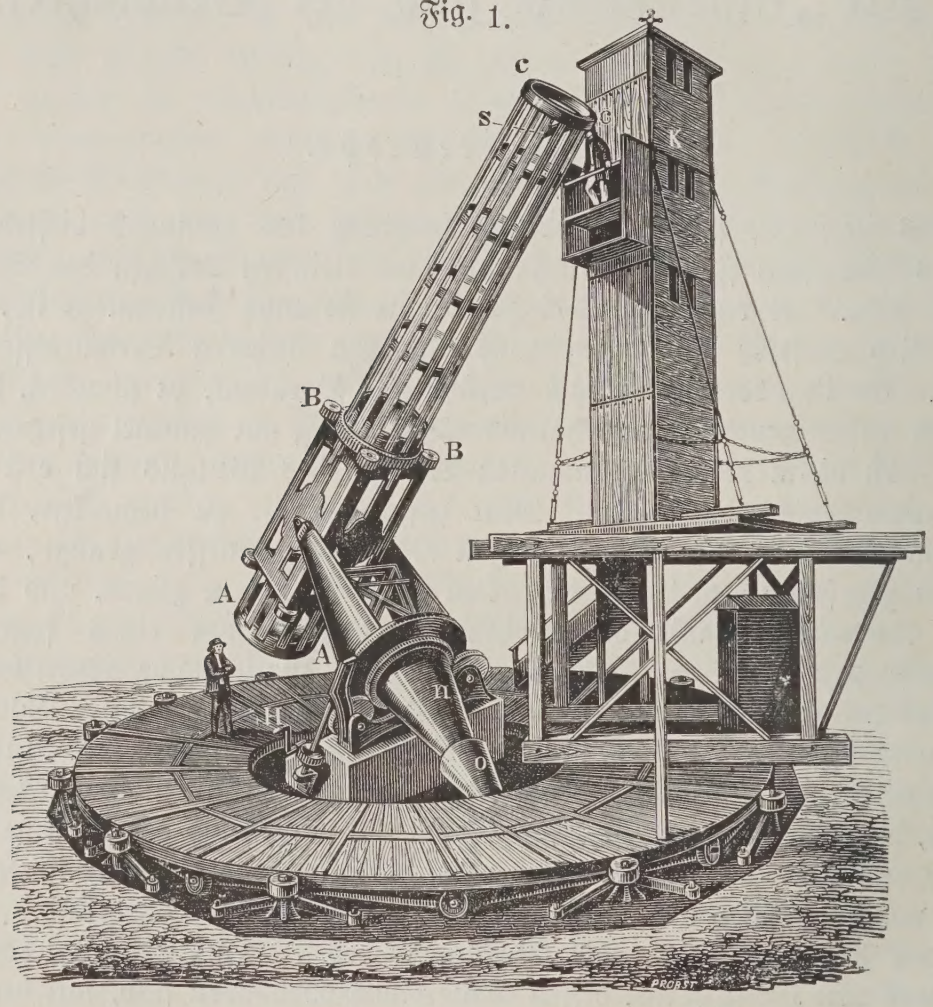
Das Fernrohr.

Das Fernrohr spielt bei der Beobachtung des Himmels dieselbe Rolle, wie das Mikroskop für die Untersuchung der kleinsten Teilchen der Stoffe auf unserer Erde. Je kraftvoller das zu Gebote stehende Instrument ist, um so mehr wird derselbe Beobachter unter gleichen äußeren Verhältnissen sehen können. Es ist aber ein vielfach verbreitetes Vorurteil, zu glauben, daß mit mäßigen Instrumenten nur verhältnismäßig wenig am Himmel gesehen werden könne, daß vielmehr die sogenannten Wunder des Weltalls sich erst in den Rieseninstrumenten darstellten. Dem gegenüber ist zu bemerken, daß ein achromatisches Fernrohr von $3^1/_2$ Zoll Objektivdurchmesser genügt, um fast alle von Herschel dem Vater entdeckten Doppelsterne zu zeigen, und daß das gleiche Instrument, mit der geringsten Vergrößerung eines sogenannten Kometensuchers versehen, ausreicht, um auch lichtschwache Nebelflecke, die Herschel entdeckte, darzustellen, vorausgesetzt, daß ihr scheinbarer Durchmesser nicht zu gering ist. Die ewig denkwürdigen Beobachtungen eines Huyghens und Dominicus Cassini, die Entdeckungen der fünf ältesten Monde des Saturn, die Wahrnehmung der Umdrehung des Mars und der Stürme auf der Jupiteroberfläche, wurden mit Fernrohren erhalten, die einem heutigen Achromaten von 30 Linien Objektivdurchmesser weit untergeordnet sind. Kaiser in Leiden hat vor Jahren die Wirkungen des 34 Fuß langen, berühmten Refraktors von Huyghens, dessen Gläser noch vorhanden sind, mit denjenigen unserer heutigen Fernrohre verglichen. Das Ergebnis war überraschend. Huyghens versichert, daß er mit seinem Refraktor nur ein einziges Mal drei Saturnsmonde zugleich habe sehen können, obgleich er den Saturn sehr häufig betrachtete, außerdem hat er niemals mehr als höchstens zwei Trabanten bei diesem Planeten zu erkennen vermocht. Dem gegenüber konstatierte Professor Kaiser, daß ein auf der Leidener Sternwarte befindlicher Fraunhoferscher Achromat von $26^1/_2$ Pariser Linien Objektivdurchmesser, sowie ein Plößlscher Dialyt von weniger als 26 Linien Öffnung und 2 Fuß Brennweite bisweilen drei oder vier Saturnsmonde zeigt. Den vierten Stern in dem sogenannten Trapez des Orionnebels vermochte Huyghens mit einem

23füßigen Refraktor nicht zu erkennen; heute zeigt ihn schon ein größeres Taschenfernrohr, sobald man es mit einem astronomischen Okular versieht. Der berühmte 12füßige Refraktor von Huyghens, dessen Leistungen vor 200 Jahren in ganz Europa bewundert wurden, steht nach dem Urteile von Kaiser in seinen Wirkungen einem Merzschen Fernrohre von 19 Linien Öffnung nach. Selbst die berühmten Dollondschen Achromate, die einst an den Sternwarten vorherrschten, erscheinen, ebenso wie die damals gebräuchlichen Spiegelteleskope, neben heutigen Instrumenten von viel geringerer Größe, als sehr mittelmäßig.

Den Bemühungen Fraunhofers zuerst ist es zu danken, daß Achromate von 3 bis 4 Zoll Objektivdurchmesser mehr leisten, als frühere, doppelt so

Fig. 1.



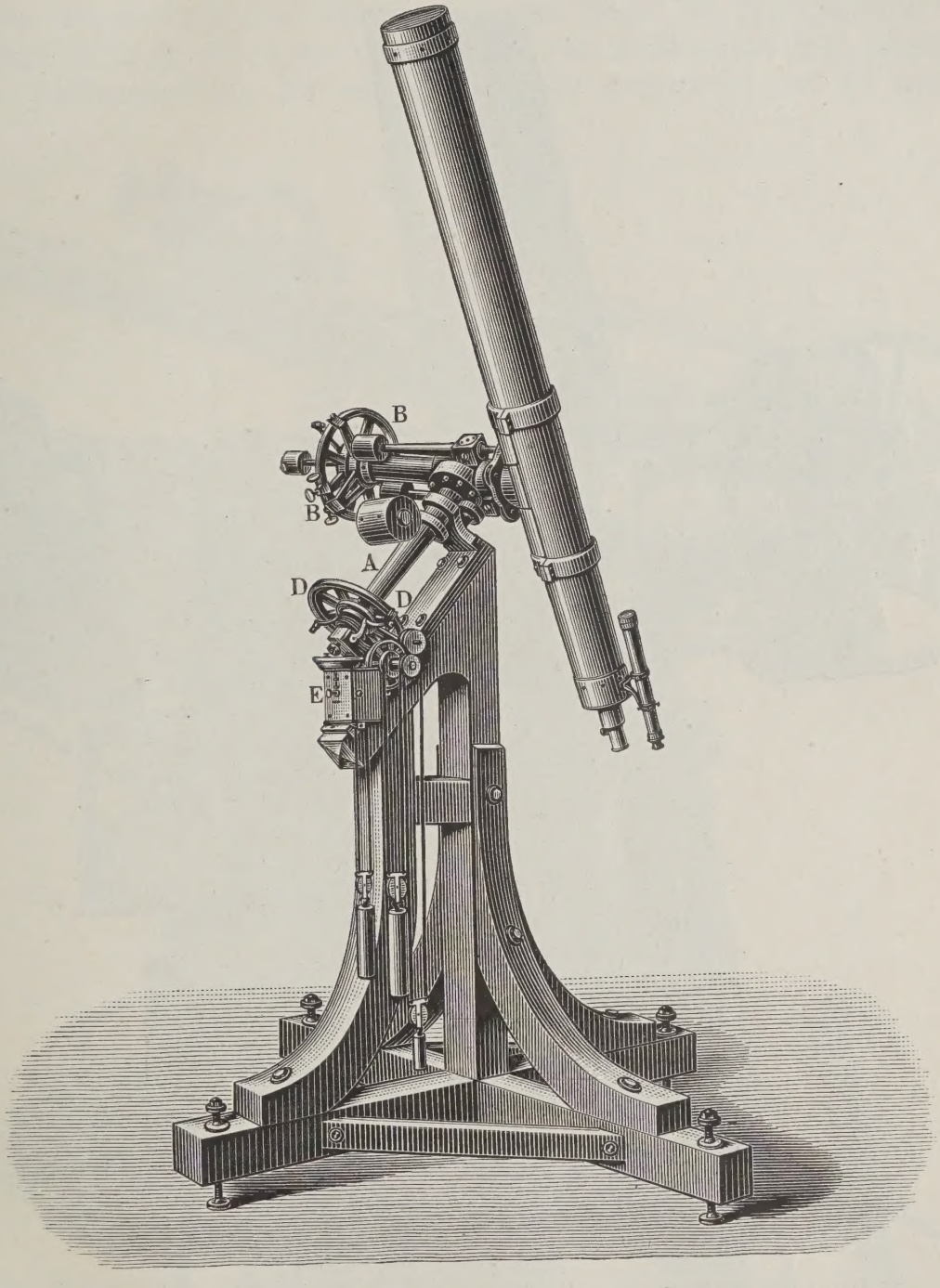
große Spiegelteleskope, und daß man heute mittels eines leicht transportablen Fernrohres Gegenstände am Himmel mit Bequemlichkeit betrachten kann, die zu Herschels Zeit nur an schwerfälligen und großen Reflektoren wahrgenommen werden konnten.

Gegenwärtig ist die Vervollkommnung der Instrumente noch erheblich über Fraunhofers Leistungen fortgeschritten, die benutzten Glasmassen sind weißer und durchsichtiger und die Vereinigung der farbigen Strahlen zu einem praktisch fast farbenfreien, dabei scharfen Bilde, ist selbst bei kurzen Brennweiten möglich.

Diese Vervollkommnung der Refraktoren und deren fast unbegrenzte

Dauerhaftigkeit hat die Anwendung von Spiegelteleskopen in neuerer Zeit in den Hintergrund gedrängt. Nicht nur sind letztere weniger dauerhaft, sondern es haften ihnen auch, ihrer ganzen Konstruktion nach, Unvollkommenheiten an, von welchen der Refraktor frei, und es ist kein Zufall, daß die wichtigsten

Fig. 2.



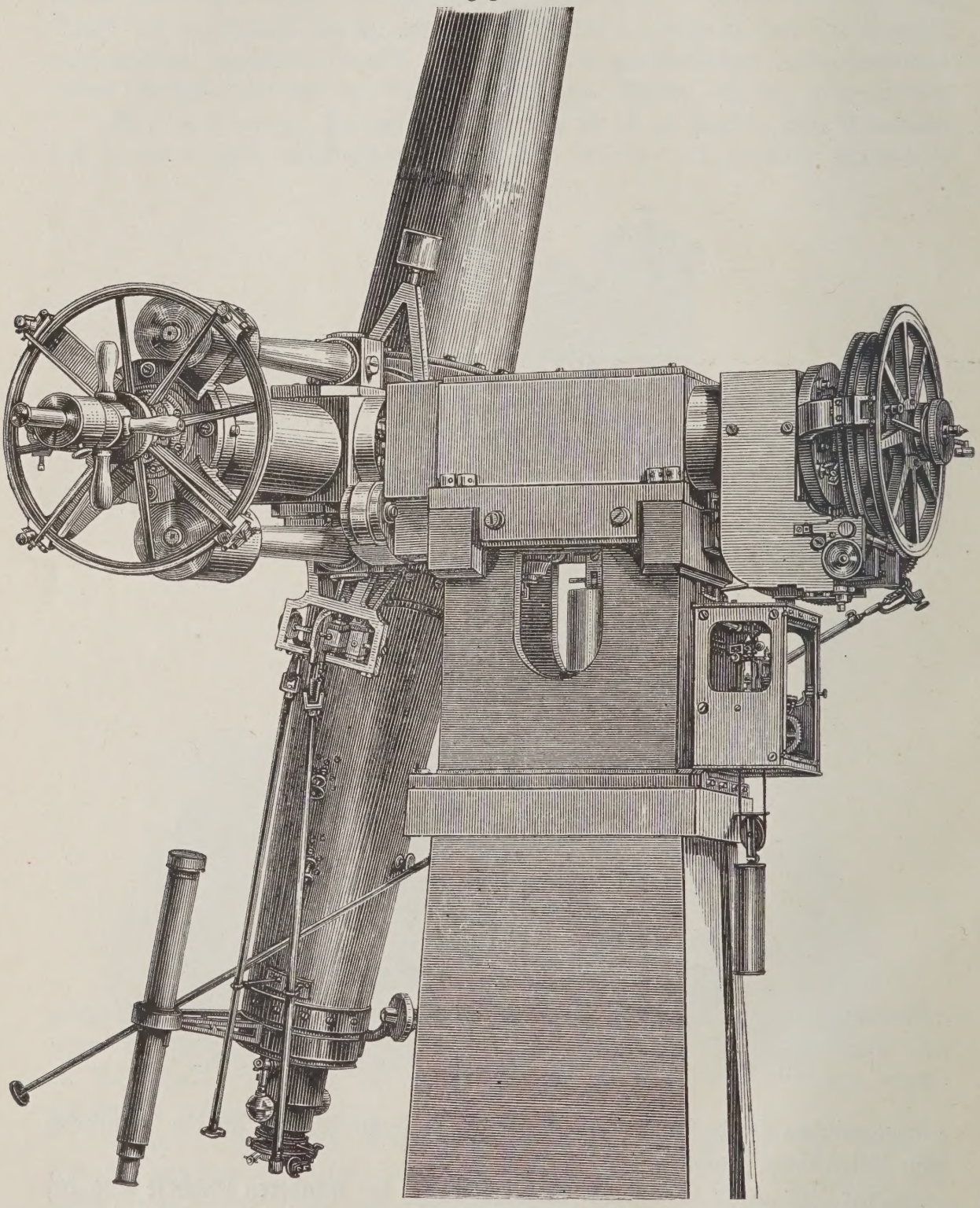
astronomischen Entdeckungen der Neuzeit, sich ausnahmslos an die Benutzung von Refraktoren knüpfen.

Für sehr große Spiegelteleskope kommt zu der minderen Schärfe und der relativen Unbeständigkeit der Spiegel noch die Schwerfälligkeit der Montierung. Wie sehr hierdurch die Beobachtungen W. Herschels, sowie später diejenigen Lord Rosses beeinträchtigt wurden, ist bekannt, selbst die geeignetere Mon=

tierung, welche Lassell seinem großen Reflektor mit 4füßigem Spiegel gab und die Fig. 1 (S. 4) darstellt, erscheint für den Beobachter wenig einladend.

Als Gegenstück zu diesem sehr schwerfälligen Mechanismus mag die Aufstellung eines großen Refraktors (Fig. 2, a. v. S.) dienen, welche sehr nahe der=

Fig. 3.

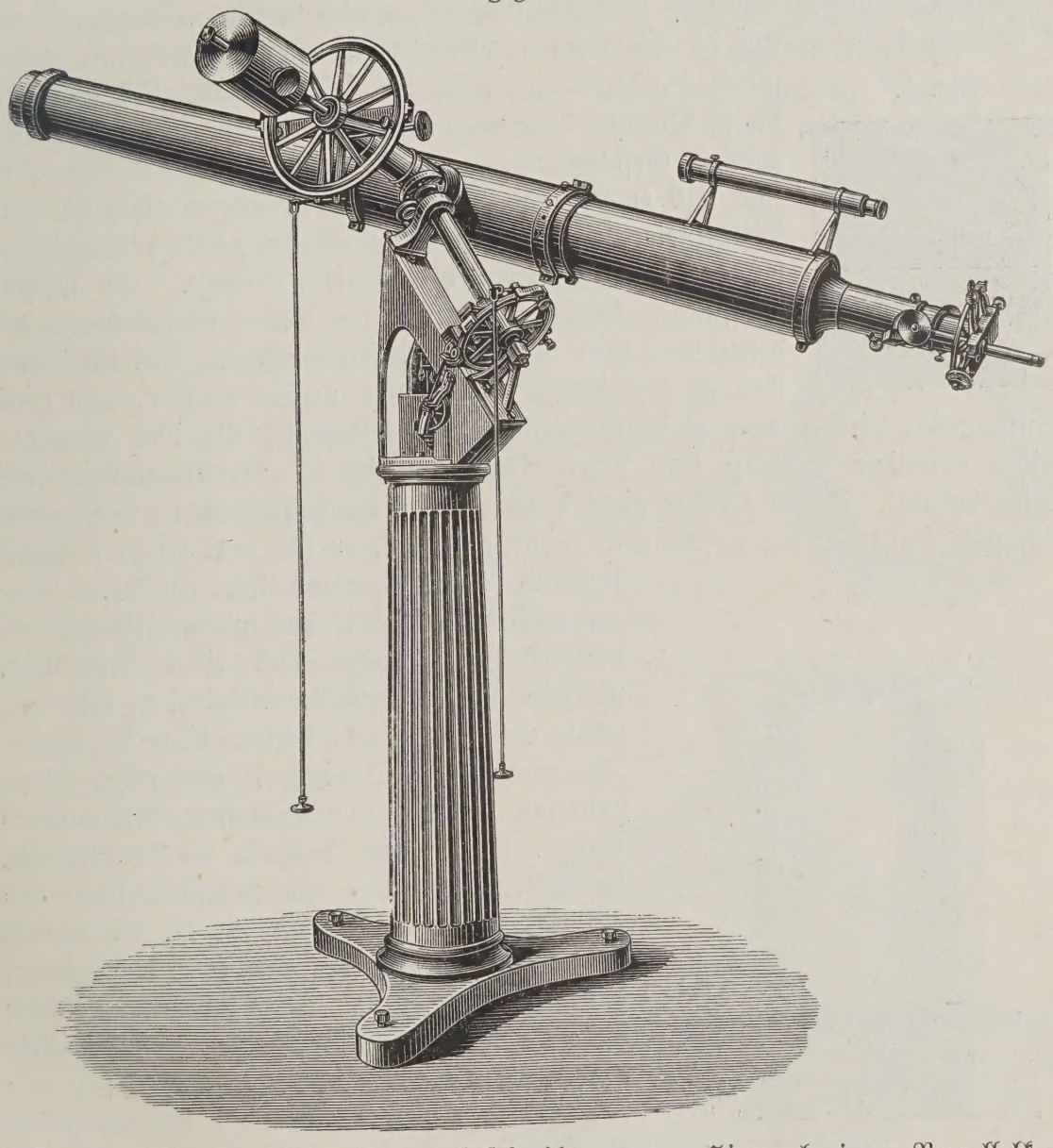


jenigen entspricht, die Fraunhofer dem 9zölligen Refraktor für Dorpat gab und die im wesentlichen typisch geworden ist. Die sehr großen Refraktoren der neuesten Zeit besitzen dagegen statt des Holzstativs Montierung auf eiserner

Säule, wie Fig. 3 zeigt, die einen großen Refraktor in Cookeſcher Aufſtellung vorführt.

Dieſe Form der Montierung geſtattet die Bewegung des Fernrohres um zwei ſenkrecht zu einander ſtehende Achſen, von denen die eine (die Polarachſe) A, Fig. 2, der Weltachſe parallel iſt, auf den Himmelspol zeigt und am unteren Ende den Stundenkreis DD beſitzt, der in der Ebene des Himmelsäquators liegt. Das Fernrohr iſt an der zweiten Achſe (der Deklinationsachſe) befeſtigt, die den Deklinationskreis BB trägt. Wird das Inſtrument um die richtig

Fig. 4.



ſtehende Polarachſe gedreht, ſo beſchreibt es am Himmel einen Parallelkreis und jeder auf dieſem Parallelkreiſe ſtehende Stern kann durch einfache Drehung des Fernrohres um die Polarachſe im Geſichtsfelde desſelben erhalten werden. Um dem Beobachter dieſe Drehung mittels der Hand zu erſparen, hat zuerſt Fraunhofer beim Dorpater Refraktor ein Uhrwerk angebracht, welches dieſelbe automatiſch ausführt. Seitdem ſind dieſe Triebwerke weſentlich vervollkommt worden und man bringt ſie bei größeren Inſtrumenten

im Inneren der Säule an, die den Refraktor trägt, wie Fig. 4 (a. v. S.) zeigt, die ein Bild des 8zölligen Steinheilschen Refraktors der Kieler Sternwarte vorführt.

Das Okular des Fernrohres ist eigentlich ein Mikroskop, um das im Brennpunkte des Objektivs entstehende Bild vergrößert und scharf zu sehen. Es giebt mehrere Konstruktionen desselben. Am gebräuchlichsten ist das Huyghenssche oder Campanische Okular. Es besteht aus zwei plankonvexen Kronglaslinsen, welche die konvexe Seite dem Objektiv zuwenden; Fig. 5 zeigt dasselbe im Durchschnitt.

Die Brennweite der dem Objektiv näheren, größeren Linse (Kollektivlinse) ist dreimal so groß als die der kleinen, ersten Linse und der Abstand beider gleich $^2/_3$ der Brennweite der Kollektivlinse. Die Vorzüge dieses Okulars bestehen darin, daß es ein fast doppelt so großes Gesichtsfeld giebt als eine einfache Okularlinse und das entstehende Bild fast völlig achromatisch ist. Zu Mikrometermessungen ist dieses Okular jedoch unbrauchbar, da das Bild zwischen den Linsen entsteht. Zu solchen Messungen bedient man sich der Mikrometerokulare, bei denen das Bild vor den Linsen entsteht. Am bekanntesten ist von diesen das Ramsdensche Okular, aus zwei plankonvexen Linsen von gleichen Brennweiten bestehend, die ihre konvexen Seiten einander zukehren und deren Abstand gleich $^2/_3$ der Brennweite der Linsen beträgt. Dieses Okular giebt Bilder, die nicht vollkommen achromatisch sind, und Kellner hat es dadurch verbessert, daß er die dem Auge zunächst stehende Linse achromatisch machte. Eine andere Konstruktion ist das aplanatische Mikrometerokular, welches aus einer dreifachen, verkitteten Linse besteht, reflexfrei ist und eine völlig ebene Bildfläche besitzt. Eine in neuerer Zeit von Dr. A. Steinheil eingeführte Konstruktion ist das monocentrische Mikrometerokular. Fig. 6 zeigt dasselbe im Durchschnitt. Es besteht aus drei mit Kanadabalsam aneinander gekitteten Linsen *A*, *B*, *C*, wovon die mittlere aus Kronglas besteht, die anderen Flintglaslinsen sind. Sämtliche Kugelflächen dieser Linsen haben ihren gemeinsamen Mittelpunkt im Centrum von *B*. Das Bild entsteht vor der Linse *A* in FF'. Infolge seiner Konstruktion ist das Bild bis zum Rande gleichmäßig achromatisch und das Gesichtsfeld völlig unverzerrt und reflexfrei. Für sehr starke Vergrößerungen eignet es sich indessen weniger als das sogenannte Okularmikroskop. Dasselbe besteht aus einer dreifachen achromatischen Linse, die als Objektiv wirkt, und einem achromatischen Okular und giebt bei einer Äquivalentbrennweite von $^1/_8$ Zoll noch scharfe Bilder. Man wird jedoch in unseren Klimaten kaum in die

Fig. 5.

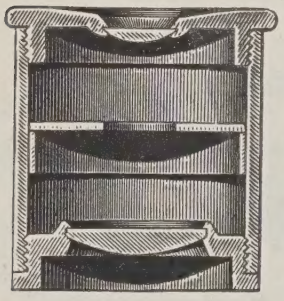
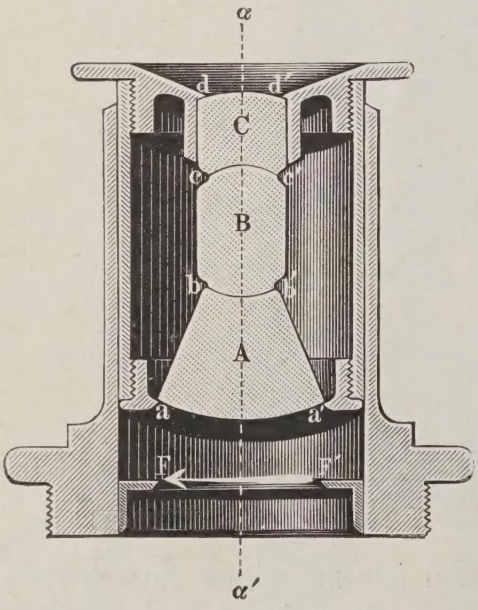


Fig. 6.

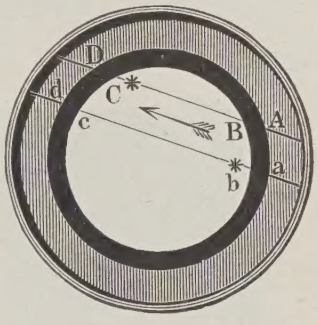


Lage kommen, solche starken Okulare zu benutzen, vielmehr muß man sich begnügen, höchstens ein Okular mit $^1/_4$ Zoll Brennweite des Systems zu verwenden, welches also pro Fuß Brennweite des Objektivs eine 48fache Vergrößerung erzielt. Nur selten ist bei uns die Luft so ruhig und klar, daß ein Okular von $^1/_5$ Zoll Brennweite mit wirklichem Erfolge angewendet werden könnte.

Erleuchtete Objekte, wie die Planeten, erweisen sich für Anwendung der stärksten Vergrößerungen wegen ihrer alsdann eintretenden Lichtschwäche weniger geeignet. Die Fixsterne ertragen starke Vergrößerungen und auf sehr enge Doppelsterne sind an den modernen Riesenrefraktoren schon Vergrößerungen von 1500- bis 2000fach mit Erfolg angewandt worden.

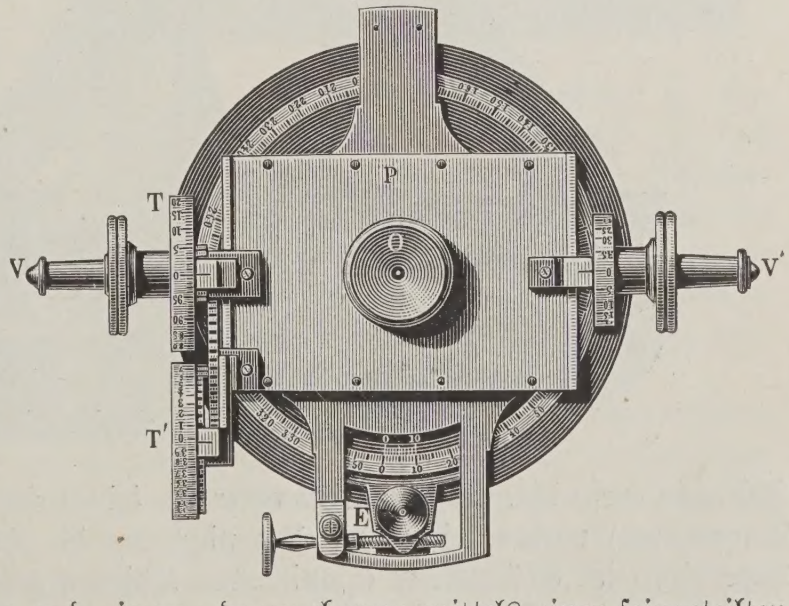
Im allgemeinen wird der erfahrene Beobachter möglichst schwache Vergrößerungen zu benutzen suchen, um dasjenige zu sehen, was er beobachten will. Handelt es sich um lichtschwache Nebelflecke oder sehr schwache Kometen, so muß man sogar zu der geringsten Vergrößerung greifen, welche das Fernrohr noch mit Vorteil gestattet. Die Theorie zeigt, daß diese gleich ist dem Verhältnis des Objektivdurchmessers zum Durchmesser der Augenpupille des Beobachters. Diesen kann man für gewöhnliche nächtliche Beobachtungen zu 7 mm oder rund zu $^1/_4$ Pariser Zoll annehmen. Hiernach erhält man also die schwächste Vergrößerung, bei welcher ein Fernrohr das Maximum der Helligkeit gewährt, wenn man den in Pariser Zoll angegebenen Durchmesser seines Objektivs mit 4 multipliziert.

Fig. 7.



Um Messungen der Bilder im Gesichtsfelde des Fernrohres auszuführen, dient das Mikrometer. Es giebt vielerlei Konstruktionen desselben, hier können nur einige, in historischem Interesse, angeführt werden. Das einfachste ist das zuerst von Fraunhofer ausgeführte Ringmikrometer. Es besteht aus einer planparallelen Glasplatte, die in der Mitte ausgebohrt ist und dort einen genau kreisförmig abgedrehten Stahlring als scharfe Begrenzung trägt (Fig. 7).

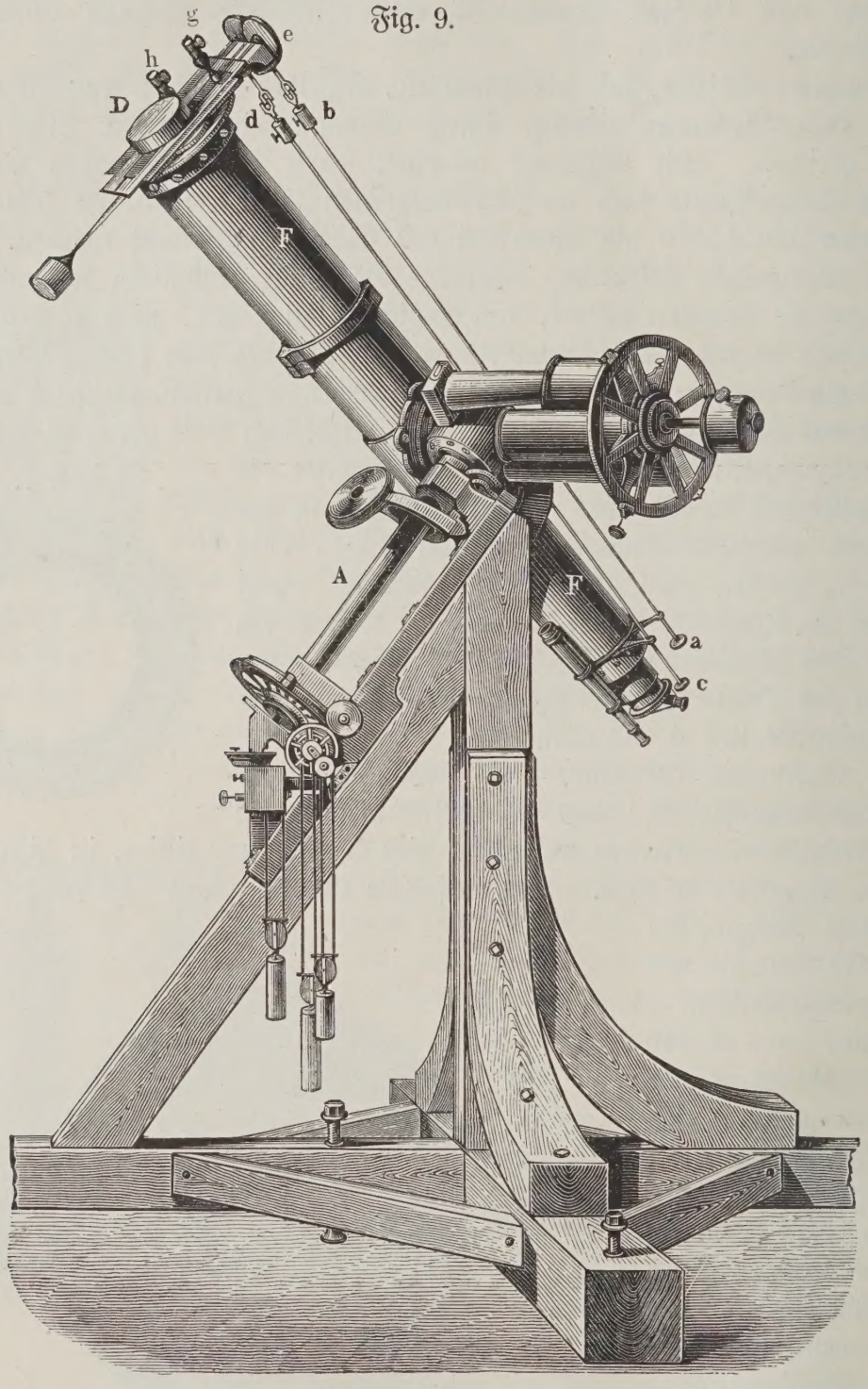
Fig. 8.



Von allgemeinster Anwendbarkeit besonders bei Doppelsternmessungen und Bestimmungen von Planetendurchmessern ist das Fadenmikrometer. Es besteht aus einem Systeme fester und einem oder mehreren mittels einer feingeteilten Schraube beweglichen Fäden. Die Ebene der Fadenplatte muß in der Bild-

ebene des Objektivs liegen. Die Zahl der Schraubenumdrehungen mißt die Winkelentfernung (Distanz) zweier Punkte im Gesichtsfelde, und um Bruchteile einer Umdrehung ablesen zu können, ist die Trommel der Schraube in 100 Teile geteilt. Welchem Winkelwert am Himmel eine Umdrehung der

Fig. 9.



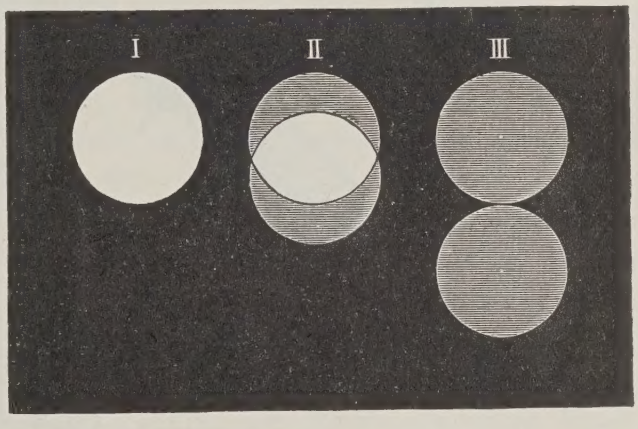
Schraube entspricht, muß der Beobachter für sein Instrument (und die jeweilige Temperatur) vorher feststellen. Um nicht nur die Distanz, sondern auch die Lage eines im Gesichtsfelde erscheinenden Objektes gegen die vertikale Richtung oder gegen den Deklinationskreis (den Positionswinkel) zu bestimmen, dient der Positionskreis des Mikrometers. Fig. 8 (a. v. S.) stellt ein solches

Positionsmikrometer dar. Der Positionskreis, der auf dem Okularauszuge des Fernrohres angeschraubt wird, trägt vor sich den Kasten P, in welchem das Fadenmikrometer mit dem Okular O sich befindet und um den Mittelpunkt desselben gedreht werden kann. T ist die Trommel der Mikrometerschraube, T' eine zweite Trommel, welche die Zahl der ganzen Umdrehungen der Mikrometerschraube registriert. Bei E befindet sich die Klemmung und eine Schraube zur Feinbewegung nebst Nonius, um die Einstellung und Ablesung am Positionskreise zu bewerkstelligen. Die Teilung dieser letzteren ist meist in Graden und Zehnteln derselben ausgeführt. Man zählt die Positionswinkel aus Norden durch Osten, Süden und Westen von 0^0 bis 360^0.

Eine besondere Art von Mikrometern sind die Doppelbildmikrometer. Unter ihnen ist das berühmteste und genaueste das Heliometer. Fig. 9 stellt das erste große, von Fraunhofer gebaute Heliometer der Sternwarte zu Königsberg dar, mit welchem Bessel seine bewundernswürdigen Messungen angestellt hat.

Beim Heliometer ist die Objektivlinse in der Mitte durchschnitten und beide Hälften können gegeneinander meßbar verschoben werden. FF' ist der Tubus des Fernrohres, D das durchschnittene Objekt, von dem jede Hälfte auf einer Platte befestigt ist, die mittels der Stangen ab und dc, die oben in Mikrometerschrauben eingreifen, gegeneinander verschoben werden können. Solange die beiden Objektivhälften zusammengeschoben bleiben, wirken sie als ein Objektiv und zeigen ein Objekt, wie z. B. die Sonne, einfach und rund (Fig. 10, I). Werden sie aber gegeneinander verschoben, so entstehen zwei Bilder, jedes von der halben Helligkeit des einfachen, die sich anfangs decken (II), zuletzt aber, bei genügender Verschiebung der Objektivhälften völlig auseinander treten (III). Die neueren Heliometer, wie sie vor allem von Repsold hergestellt werden, haben mannigfache Vorzüge vor der ursprünglichen Fraunhoferschen Konstruktion, sind aber auch viel komplizierter. Fig. 11 (a. f. S.) zeigt ein solches Heliometer von kleinen Dimensionen, welches für die deutsche Venusexpedition gebaut wurde.

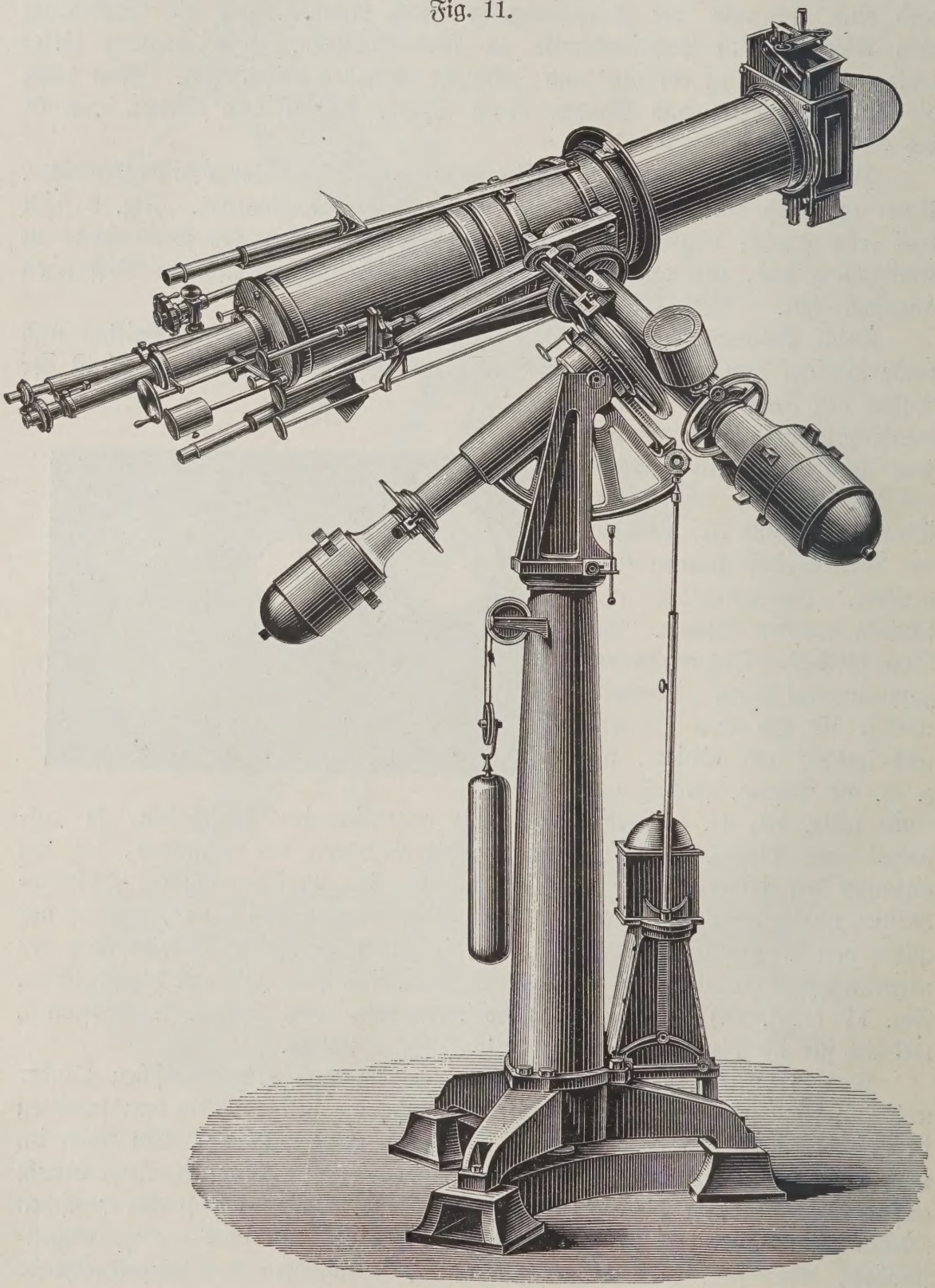
Fig. 10.



Das Airysche Doppelbildmikrometer besteht aus einer zwischen Okular und Objektiv angebrachten achromatischen Linse, die in der Mitte durchschnitten ist und deren Hälften gegeneinander verschoben werden können. Ein schon im vorigen Jahrhundert von Rochon vorgeschlagenes Doppelbildmikrometer beruht auf der Verwendung doppeltbrechender Kryställe. Wird ein solcher zwischen Okular und Objektiv eingeschaltet, so erblickt man zwei Bilder eines Gegenstandes, deren scheinbarer Abstand wechselt, je nachdem das doppelbrechende

Medium dem Okulare genähert oder davon entfernt wird. Arago hat den Apparat durch Verlegung des Prismas zwischen Okular und Auge verbessert, indessen hat er keinen Eingang in die astronomische Praxis gefunden und die heutigen Distanz und Positionsmessungen werden ausschließlich mittels Fadenmikrometern oder Heliometern ausgeführt.

Fig. 11.



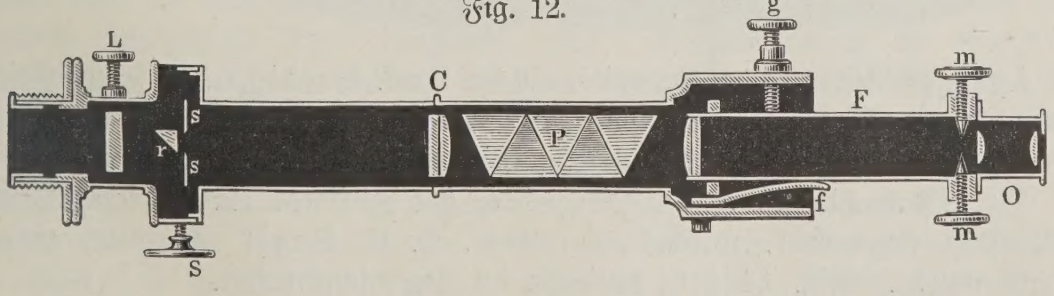
Instrumente zu spektroskopischen, photographischen und photometrischen Beobachtungen.

Das Spektroskop ist gegenwärtig eins der wichtigsten Instrumente zur Untersuchung der cölestischen Objekte. In Verbindung mit dem Fernrohre hat es den Blick des Menschen in die Tiefe des Weltraumes wunderbar erweitert und indem es die physischen Zustände und die Zusammensetzung der Materie auf fernen Fixsternen kennen lehrte, hat es die Lehre von der stofflichen Übereinstimmung der Weltkörper zu einer wissenschaftlich festgestellten Wahrheit erhoben. Aber nicht nur die Bestandteile, sondern auch die Bewegungsverhältnisse der Weltkörper offenbart das Spektroskop in seiner heutigen Vervollkommnung, besonders in Verbindung mit der photographischen Platte. Gemäß dem sogenannten Dopplerschen Princip zeigt sich die relative Bewegung einer Lichtquelle bei Annäherung an den Beobachter in einer Verschiebung der Spektrallinien aus ihrer normalen Lage gegen das violette Ende des Spektrums, bei Entfernung in einer Verschiebung gegen das rote Ende hin, vorausgesetzt, daß die Geschwindigkeit groß genug ist, um in dem Spektralapparate überhaupt sich bemerkbar machen zu können. Eine Verschiebung um den Abstand der beiden *D*-Linien entspricht einer Geschwindigkeit in der Gesichtslinie von 320 km.

Es kann nicht beabsichtigt werden, an dieser Stelle die Beschreibung und Würdigung auch nur der hervorragendern unter den gegenwärtig gebräuchlichen Spektroskop-Konstruktionen zu geben. Nur Einiges mag in dieser Beziehung hervorgehoben werden. Für astronomische Beobachtungen dienen hauptsächlich geradsichtige Spektroskope (à vision directe), bei denen (nach dem Vorgange von Amici 1860) ein oder mehrere Flintglasprismen mit zwei oder mehreren Kronglasprismen so kombiniert sind, daß Farbenzerstreuung ohne Ablenkung der mittleren Strahlen entsteht. Zur Beobachtung der Sonnenprotuberanzen bedient man sich bei der einfachsten Anordnung des Apparates eines Spektroskopes, welches in Fig. 12 im Durchschnitt dargestellt ist.

P ist das Prismensystem, *C* die sogenannte Kollimatorlinse, *ss* der Spalt, welcher durch die Schraube *S* reguliert wird. Dieser Spalt wird zur Hälfte

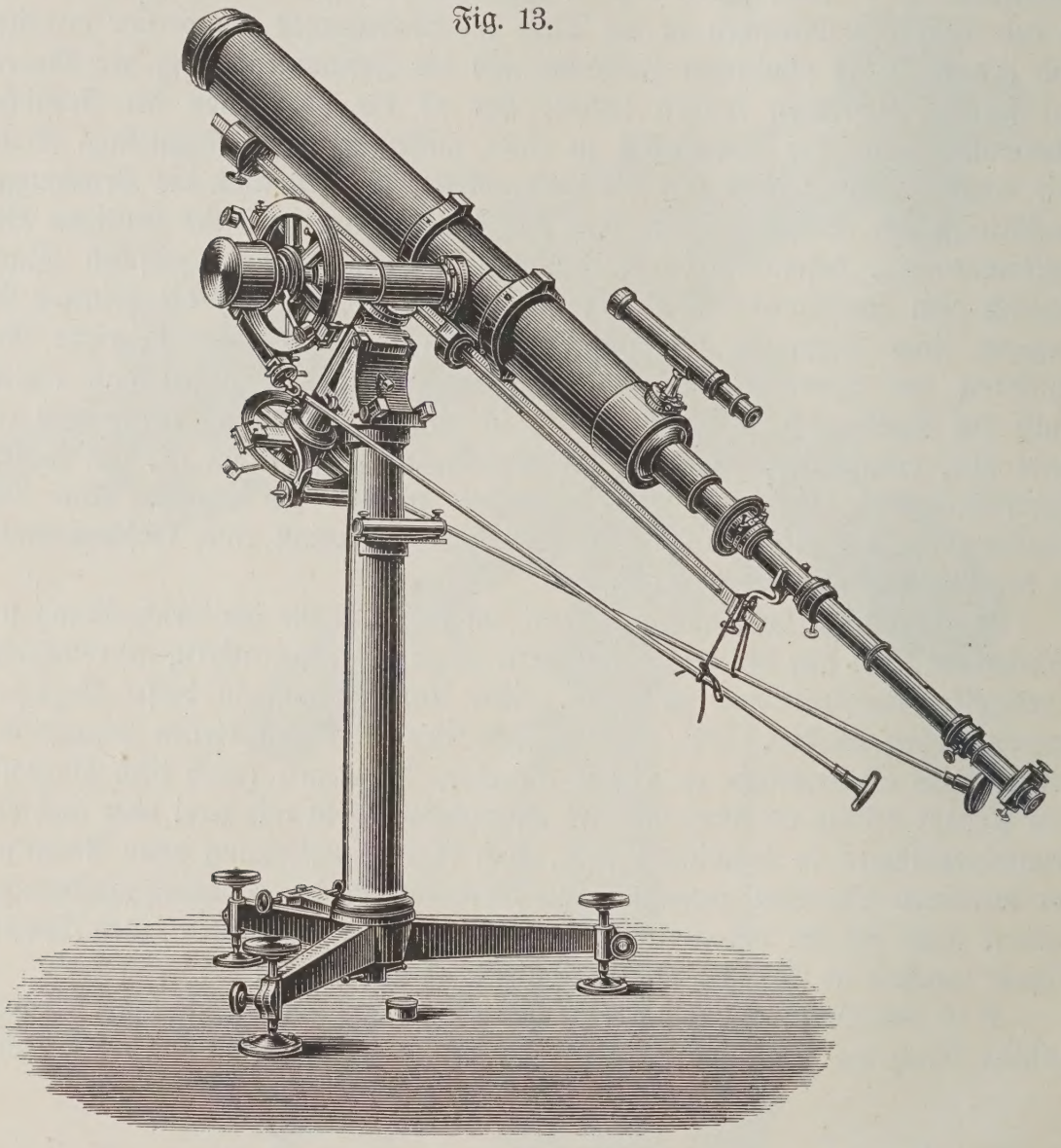
Fig. 12.



von einem Reflexprisma bedeckt, dessen Zweck ist, von der Seite her das Licht einer Flamme oder Geißlerschen Röhre zur Vergleichung der Spektrallinien in das Spektroskop zu bringen. *F* ist das Beobachtungsfernrohr des Spektroskops, welches bei *mm* eine Mikrometerschraube mit zwei Spitzen besitzt, um

Einstellungen auf eine bestimmte Linie zu machen. Die Schraube g dient dazu, um jeden Teil des Spektrums zwischen dem roten und blauen Ende mitten in das Gesichtsfeld zu bringen. Zur Beobachtung von Fixsternen bringt man vor dem Spalte ss die Cylinderlinse L an, um das punktförmige Bild des Sternes in eine Lichtlinie zu verwandeln. Die Befestigung des ganzen Spektroskops am Fernrohre zeigt Fig. 13, welche eine Darstellung

Fig. 13.



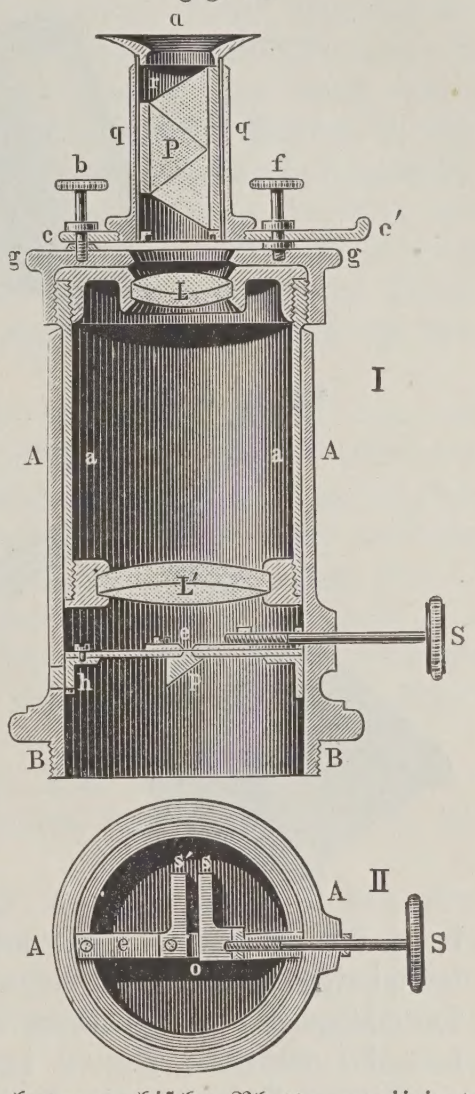
des 4zölligen Refraktors giebt, mit welchem Prof. Bredichin in seiner Privatwohnung eine Reihe sehr wertvoller Beobachtungen über die Sonnenprotuberanzen, ihre Gestalt, Veränderungen und Zusammensetzung ausgeführt hat.

Zur Beobachtung von Fixsternspektren hat Zöllner ein einfaches Okularspektroskop angegeben, welches von Prof. H. C. Vogel wesentlich vervollkommnt wurde. Fig. 14 stellt dasselbe im Durchschnitt dar.

Die Röhre AA wird mittels des Gewindes BB an den Okularauszug des Fernrohres geschraubt und die Röhre aa eingesteckt. Dieselbe trägt die beiden Linsen L und L', vor deren gemeinsamem Brennpunkte der Spalt e (mit dem Reflexprisma p) sich befindet. Der Spalt kann durch die Schraube

S (II) reguliert werden. Auf dem Okulardeckel gg ist ein Röhrchen qq angebracht, welches das Prismensystem P umschließt, dem in d eine Cylinderlinse vorgesetzt ist. Das Röhrchen qq ist mittels des Griffes c' um b drehbar. Bei Einstellung auf einen Stern dreht man die Röhre qq mit dem Prismensatze zur Seite und blickt durch die Linsenkombination LL', welche als Okular wirkt. Ist das Objekt im Gesichtsfelde und hinter dem Spalt e, so dreht man das Prismensystem um b auf den Okulardeckel und sieht nun das Spektrum des Objektes. Bezüglich der Objektivspektralapparate, bei denen nach dem Vorgange Fraunhofers (1823) ein Flintglasprisma vor dem Objektiv des Fernrohres angebracht wird und welche später von Secchi dann mit großem Erfolge bei den wichtigen photographischen Spektralaufnahmen auf der Harvardsternwarte zu Cambridge zur Anwendung gelangten, endlich bezüglich der Benutzung der Interferenzgitter zu Spektralapparaten muß hier auf die Specialwerke, besonders auf Scheiners Spektralanalyse der Gestirne (Leipzig 1890), verwiesen werden.

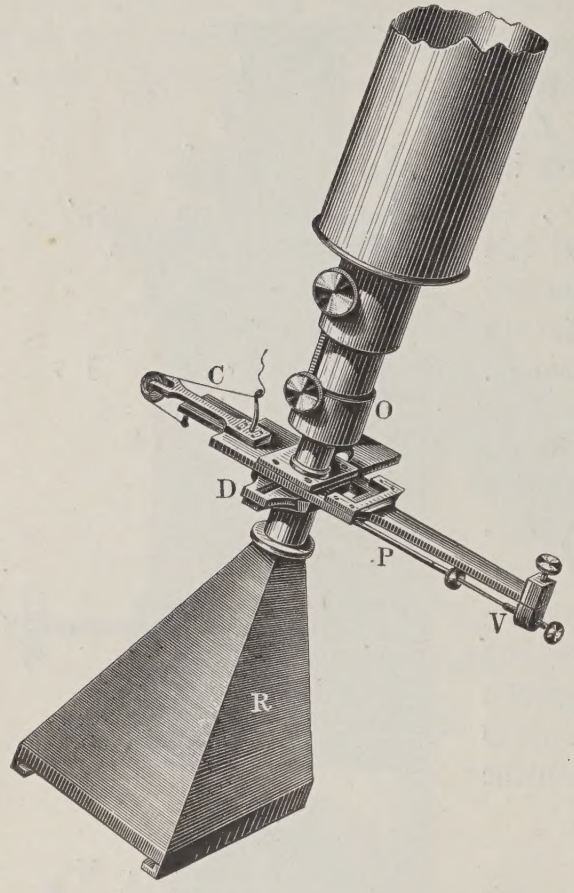
Fig. 14.



Die Apparate zur Photographie der Gestirne. Zur Aufnahme der Sonne dient der Heliograph, ein Instrument, bei welchem das im Brennpunkte des Objektivs entstehende Bild durch ein hinter demselben angebrachtes Linsensystem vergrößert, auf die photographische Platte projiciert wird. Einen einfachen Apparat dieser Art stellt Fig. 15 (a. f. S.) vor. Derselbe wird am Okularende des Fernrohres angebracht und besteht aus einer lichtdichten Camera R, an deren Boden eine matte Glasscheibe sich befindet, auf der das durch einen Vergrößerungsapparat verzerrungsfrei ausgedehnte Sonnenbild scharf eingestellt wird. Nachdem dann an Stelle der Glasscheiben die lichtempfindliche Platte eingesetzt worden, erfolgt die Belichtung. Wegen der großen Lichtintensität der Sonne darf dieses Belichten nur einen äußerst kleinen Bruchteil der Sekunde dauern, weshalb vor der Camera ein Momentverschluß angebracht ist, der mittels einer Feder V den Spalt mit großer Geschwindigkeit durch den Lichtkegel hindurchzieht, sobald der Faden C durchschnitten wird. Man kann diese Auslösung, um Erschütterungen des Fernrohres zu vermeiden, auch auf elektrischem Wege bewirken. Nach Vogel und Lohse schwankt die Expositionsdauer je nach der Sonnenhöhe und der Empfindlichkeit der Platte zwischen 0,005^s und 0,008^s. Um Messungen der Positionen an dem Sonnenbilde vornehmen zu können,

muß die Richtung einer mitphotographierten Marke (Faden oder Fadenkreuz) gegeben sein. Die Photographie einer Protuberanz kann mittels der Camera und eines Protuberanzspektroskops unter Benutzung der blauen oder violetten Wasserstofflinien geschehen, wie Young 1870 zuerst zeigt. Hale hat später (seit 1889), einen Vorschlag Janssens praktisch ausführend, einen Spektroheliographen konstruiert, bei welchem die kräftige photographische Wirkung der violetten Linien *H* und *K* des Calciums zur Darstellung der Chromosphäre und der Protuberanzen benutzt wird.

Fig. 15.



Bei der photographischen Aufnahme der Fixsterne, Nebelflecke und Kometen, sowie des Mondes und der Planeten, ist es erforderlich, lange zu exponieren und während des ganzen Zeitraumes das Bild unverrückt auf der Platte zu erhalten. Daß dies nicht lediglich durch das Uhrwerk des photographischen Fernrohres geschehen kann, zeigte sich gleich anfangs und man ging deshalb dazu über, die richtige Stellung durch Überwachung am Sucher zu erhalten, indem man den Stern scharf am Fadenkreuz im Gesichtsfelde hielt und jede merkbar werdende Abweichung sogleich korrigierte. Indessen ist dieses Verfahren wegen der Veränderungen in der Durchbiegung des Fernrohres bei langen Expositionen nicht brauchbar, weshalb die Gebrüder Henry dazu übergingen, dem Sucher und dem photographischen Objektive die gleiche Brennweite zu geben und beide in einem einzigen Rohre zu vereinigen, das nur durch eine dünne Längswand getrennt ist. Für größere photographische Refraktoren, wie z. B. diejenigen, mit welchen die Aufnahmen der photographischen Himmelskarte erfolgen, ist eine sehr genaue Fortführung des Instrumentes erforderlich, um die Korrigierung durch den Beobachter möglichst zu verringern. Der kleinste Durchmesser der Sternscheibchen beträgt bei diesen Instrumenten etwa 3″, Deformationen von 1″ sind also deutlich erkennbar. Jene Winkelgröße entspricht in linearem Maßstabe 0,017 mm, so daß also das Instrument mindestens auf 0,02 mm exakt gehalten werden muß, wenigstens dürfen größere Schwankungen nur beschränkt vorkommen [1]).

Die photometrischen Apparate, welche in der Astronomie zur Verwendung kommen, gehören ausschließlich der neueren Zeit an. F. W. Herschel

[1]) Scheiner, Photographie der Gestirne, S. 97.

hat mehrere Messungen versucht, indem er Sterne durch Teleskope von ungleicher Öffnung des Spiegels beobachtete und in dem einen den Durchmesser dieser Öffnung so lange verminderte, bis die Sterne gleich hell erschienen. Diese Methode ist aber ebenso mühevoll als ungenau. John Herschel bediente sich bei seinen Beobachtungen am Kap eines sogenannten Astrometers, bei dem das von einer stark konvexen Linse erzeugte und durch innere Reflexion an einem Glasprisma ins Auge gesandte Bild des Mondes, in verschiedenen Entfernungen zu einem hellern oder schwächern Sterne konzentriert wurde, der als Vergleichstern diente. Übrigens war John Herschel von den Ergebnissen seiner Methode nicht zufriedengestellt, wozu teilweise auch die von ihm benutzte unrichtige Reduktionsformel für die verschiedenen Mondphasen beitrug, so daß er schließlich den Jupiter statt des Mondes als Vergleichungsmire vorschlug [1]).

Steinheils Prismenphotometer, zuerst beschrieben in der von der Göttinger Societät der Wissenschaften 1835 gekrönten Preisschrift „Elemente der Helligkeitsmessung am Sternhimmel", löste das Problem der direkten Helligkeitsmessung von Fixsternen in einer Weise, mit der man sich vorläufig begnügen konnte. Aus Beobachtungen an künstlichen Sternen leitete Steinheil den wahrscheinlichen Fehler einer Bestimmung zu $^1/_{106}$ ab; doch fand später Seidel bei wirklichen Messungen von Fixsternen, daß die Fehlergrenzen viel weiter gesetzt werden müssen, da der wahrscheinliche Fehler im Mittel $^1/_{12}$ betrug.

Seidel giebt in seinen „Untersuchungen über die gegenseitigen Helligkeiten der Fixsterne erster Größe" im wesentlichen folgende Beschreibung des Instrumentes:

Der Grundgedanke besteht darin, daß man Lichtflächen miteinander vergleicht, welche man von den Sternen statt der leuchtenden Punkte im Fernrohre erhält, wenn das Okular desselben gegen die gewöhnliche Stellung weit nach außen oder nach innen verschoben wird. — Betrachtet man nach einem helleren Sterne einen dunkleren, so wird, da sein Licht an sich schon schwächer ist, schon eine geringere Verschiebung des Okulars aus seiner gewöhnlichen Stellung denselben matten Glanz geben, auf welchen die des helleren Sternes erst durch eine größere Verstellung des Okulars reduziert wird. Man überzeugt sich leicht davon, daß die Helligkeiten der Sterne direkt proportional sind den Quadraten der Verstellungen des Okulars (von derjenigen Stellung aus gerechnet, in welcher das Auge ein deutliches Bild des Sternes sieht), durch welche bewirkt wird, daß beide Scheiben gleich intensiv erleuchtet erscheinen. Um sich davon zu vergewissern, daß diese Bedingung erfüllt ist, ist es notwendig, daß man beide zugleich unmittelbar nebeneinander im Auge hat. Dies wird dadurch bewirkt, daß durch vollständige Reflexion an den Hypotenusenflächen zweier rechtwinkeliger Glasprismen die Strahlen von beiden Sternen parallel in das Fernrohr geworfen werden, welches senkrecht auf die Ebene des durch beide Sterne gelegten größten Kreises gestellt ist. Jedes Prisma speist mit dem Lichte des Sternes, dem es zugekehrt ist,

[1]) Recknagel, Lamberts Photometrie, München 1861, S. 33.

die eine Hälfte des Objektivs, welches wie beim Heliometer mitten durchgeschnitten ist. — Beide Objektivhälften können unabhängig voneinander dem Okulare genähert oder von demselben entfernt werden. Die Lichtscheiben, in welche man auf solche Weise die Bilder der Fixsterne verwandelt, würden halbe Kreise sein, wenn das Licht frei auf die beiden Objektivhälften fiele. Es befindet sich aber zwischen den Prismen und dem Objektiv für jede Hälfte des letzteren eine Art von Diaphragma, so daß immer ein dreieckig begrenzter Raum der Objektivhälfte von dem Sterne erleuchtet wird. Die Lichtfläche, welche man bei Verschiebung des Objektivs sieht, wird daher gleichfalls immer von einem Dreieck begrenzt. Bringt man beide Dreiecke mit den Hypotenusen aneinander und macht sie durch passende Verstellung der Objektivhälften gleich hell, sowie durch geeignete Stellung der dreieckigen Öffnung gleich groß, so bilden sie zusammen ein gleichmäßig erleuchtetes Quadrat.

Von den beiden Prismen ist das eine geeignet beweglich, so daß beliebige Sterne miteinander kombiniert und gemessen werden können. Die ungleiche Durchsichtigkeit der beiden Prismen wird einfach und leicht durch Vergleichung eines und desselben Sternes in beiden bestimmt.

Als größter Übelstand zeigte sich bei diesen Messungen, daß mittels des Prismenphotometers die Lichtmengen kleiner Sterne gar nicht bestimmt werden können. Kaum gelang es Seidel mit dem von Steinheil selbst konstruierten Instrumente, das ein Objektiv von 15,5 Linien Öffnung besitzt, Sterne der dritten Größe einigermaßen genau zu messen. Sehr große Objektive sind aber aus nahe liegenden Gründen hier nicht wohl anwendbar, während gerade die Helligkeitsbestimmung der lichtschwachen Fixsterne (und Planeten) von Interesse ist.

Das ausgezeichnetste Instrument zur Bestimmung der Lichtquantitäten der Fixsterne ist das von Zöllner konstruierte Astrophotometer. Seine erste Anwendung verdankt es einer auf die Helligkeitsbestimmung der Fixsterne bezüglichen Preisausschreibung der Wiener Akademie im Jahre 1855 [1]).

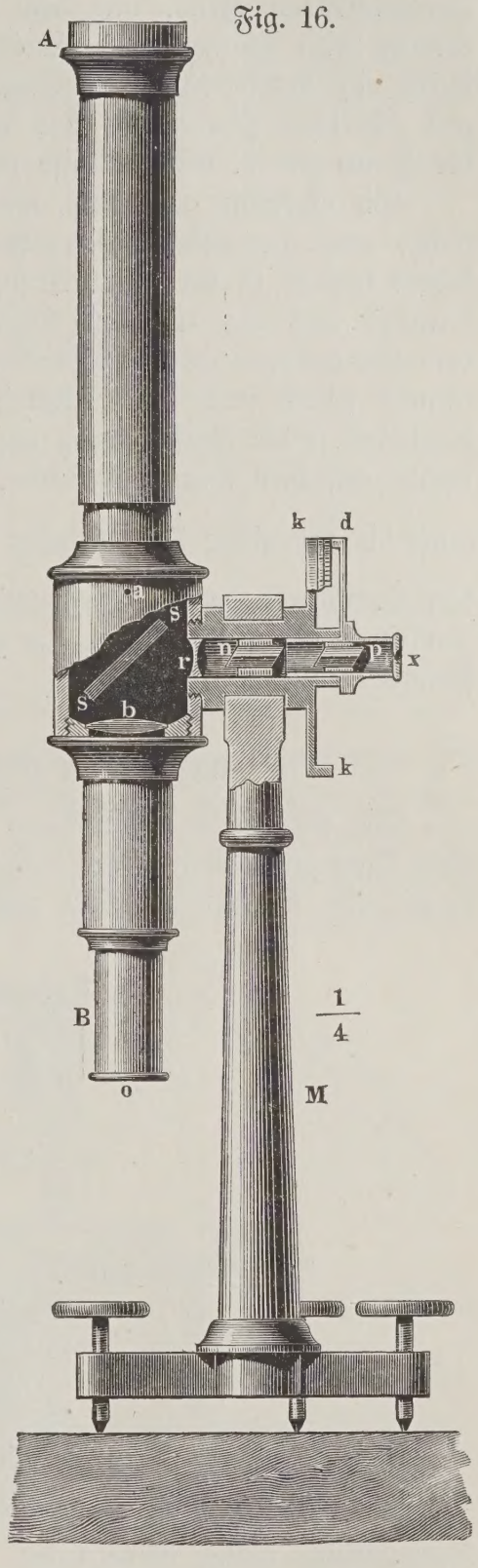
Das Hauptprincip der Konstruktion des Astrophotometers besteht in der Herstellung künstlicher Sterne von konstanter Helligkeit, die durch Spiegelung auf demselben Hintergrunde wie das Bild des natürlichen Sterns erscheinen und deren Lichtintensität und Farbe durch Drehung zweier Nicol'schen Prismen und einer Bergkrystallplatte dem natürlichen völlig gleich gemacht werden können. Die relativen Lichtquantitäten zweier auf diese Weise gemessenen Sterne verhalten sich dann wie die Quadrate der Sinus der an dem Intensitätskreise abgelesenen Drehungswinkel.

Die nebenstehende Fig. 16 giebt eine schematische Darstellung des Instruments. Das auf der Säule M drehbar angebrachte Fernrohr AB besitzt in A ein in der Richtung der Rohrachse verschiebbares Objektiv, während das Okular B unbeweglich ist. Eine planparallel durchsichtige Glasplatte s macht einen Winkel von 45^0 mit der Achse des Rohres, und ihr gegenüber ist das Rohr durchbrochen, um das Licht einer vor x aufgestellten Petroleumflamme auf ss fallen zu lassen. Dieses Licht passiert eine sehr kleine Öffnung und eine Hohllinse r, so daß

[1]) Zöllner, Grundzüge einer allgemeinen Photometrie des Himmels. Berl. 1861.

es dem Auge in *o* völlig wie ein Stern und auf dem gleichen Hintergrunde mit dem zu messenden Fixstern erscheint. In einer Hülse auf der Messingsäule befindet sich ein Nicolsches Kalkspatprisma *n* in unveränderlicher Lage gegen die Glasplatte *ss* so, daß die Schwingungen des durch das Prisma hindurchgegangenen Lichtes parallel zur Ebene dieser Spiegelplatte erfolgen. Ein zweites Nicolsches Prisma in *p* kann dagegen um seine Achse gedreht und die Größe dieser Drehung mittels des Nonius *d* an dem Kreise *kk* abgelesen werden. Durch diese Drehung wird die Intensität des künstlichen Sterns verändert, bis sie dem zu messenden gleich ist; das nämliche geschieht bezüglich eines zweiten Fixsterns und die Intensitäten dieser beiden Sterne verhalten sich dann wie die Quadrate der Sinus der beiden Drehungswinkel von dem Nullpunkte der Kreisteilung ab (auf den der Nonius zeigt, wenn die Schwingungsebenen der beiden Nicols gekreuzt sind und der künstliche Stern verschwindet). Durch Einschaltung eines dritten Nicols in Verbindung mit einer senkrecht zur Achse geschnittenen Bergkrystallplatte kann auch die Farbe des künstlichen Sterns derjenigen des natürlichen gleich gemacht werden. Das Instrument gestattet bei einem Objektivdurchmesser von 2,6 Zoll noch die photometrische Messung von Sternen 7,5. Größe.

Fig. 16.



Prof. E. Pickering in Cambridge (Nordamerika) hat mehrere Formen von Sternphotometern angegeben und deren Zweckmäßigkeit durch zahlreiche Beobachtungen erwiesen. Unter ihnen nimmt das Meridianphotometer die erste Stelle ein; es ist bestimmt, die Helligkeit der Sterne bei deren Durchgang durch den Meridian zu messen [1]). Dasselbe besitzt zwei gleich große Objektive, vor welchen, 45° gegen dieselben geneigt, zwei versilberte Glasspiegel angebracht sind, welche um die optischen Achsen der Objektive

[1]) Annales of the Harvard College Observ. Vol. XIV, Part. I, p. 1.

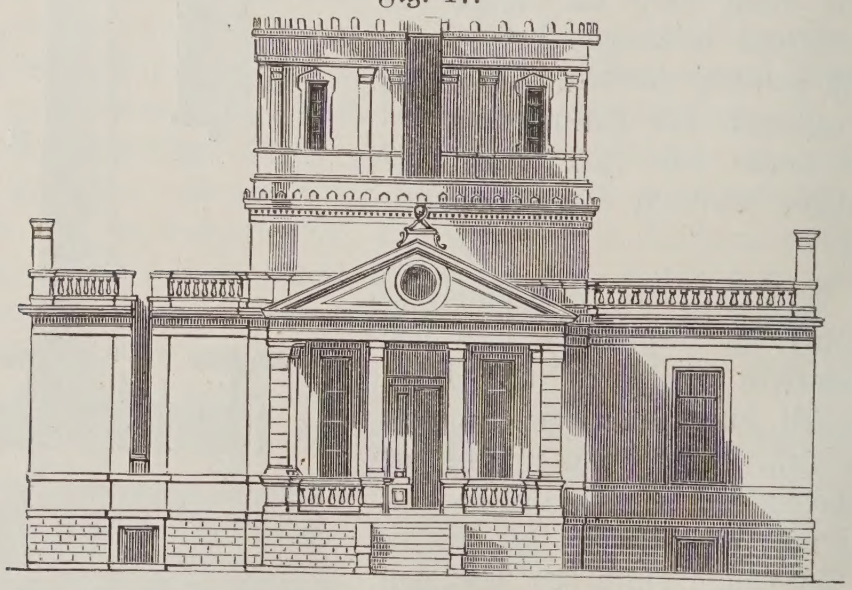
gedreht werden können. Einer dieser Spiegel dient dazu, das Bild eines dem Pol nahen Sterns in das Gesichtsfeld zu bringen, der als konstanter Vergleichsstern dient, mit dem die durch den anderen Spiegel eingestellten Sterne beim Passieren des Meridians verglichen werden, wobei die Helligkeiten durch ein drehbares Nicolprisma meßbar verändert werden. Mittels dieses und ähnlicher Photometer sind auf der Harvardsternwarte zahlreiche Sterne bis herab zur 9. Größenklasse photometrisch bestimmt worden.

Die einfachste und doch, wie ich durch zahlreiche Beobachtungen gefunden habe, recht brauchbare Methode der photometrischen Messung des Sternenlichtes besteht in der Ausbreitung des Fixsternbildes durch Verschiebung des Okulars aus der richtigen Einstellung, bis das kreisförmige Lichtbild auf dem Himmelsgrunde verschwindet. Bei Entfernung des Okulars vom Objektiv nimmt jedoch auch die Helligkeit des Himmelsgrundes im Gesichtsfelde ab; bezeichnet n die Verschiebung des Okulars bis zum Verschwinden der Sternscheibe auf dem Himmelsgrunde, f die Brennweite des Objektivs, so erhält man die reduzierte Verschiebung $n' = \frac{nf}{f+n}$ und die Helligkeiten sind dann den Quadraten von n' proportional. Diese Methode ist zuerst 1842 von Paschen vorgeschlagen und zu Helligkeitsbestimmungen des Merkur und der Venus benutzt worden[1]).

Aufstellung astronomischer Instrumente.

Die geeignetste Aufstellung des Fernrohrs ist diejenige in freier Luft, ohne Umgebung beengender Schranken, und das Ideal des Astronomen wäre daher ein Schutzraum für sein Instrument, dessen Wände während der

Fig. 17.

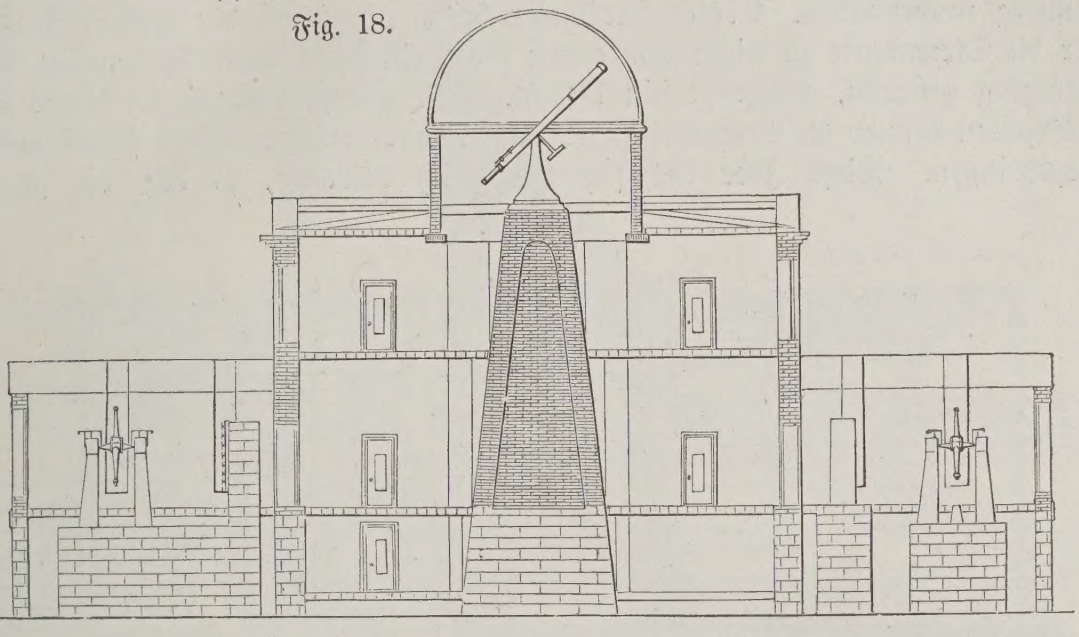


Beobachtung völlig niedergelegt werden könnten. Da dies im allgemeinen nicht möglich ist, auch die Thätigkeit des Beobachters selbst in der freien Luft vielfach beeinträchtigt würde, und endlich transportable Instrumente nur

[1]) Astr. Nachr., Nr. 562.

mäßige Größenverhältnisse besitzen können, so ist es erforderlich, Fernrohre mit fester Aufstellung so aufzustellen, daß die Aussicht auf jeden Teil des Himmels gewahrt bleibt und die Temperaturunterschiede des Beobachtungsraumes und der umgebenden äußern Luft möglichst schnell ausgeglichen werden. Man pflegt deshalb größere Fernrohre unter trommelförmigen

Fig. 18.



Drehkuppeln oder Drehdächern aufzustellen, die nach allen Richtungen hin aufgedeckt werden können, und deren Ventilation man ganz in der Gewalt hat. Die kunstvollen, aber freilich auch in der Ausführung sehr teuren Refraktorkuppeln der heutigen großen Sternwarten gewähren in dieser Beziehung alle Vorteile der freien Aufstellung ohne deren Nachteile. Die nebenstehende Abbildung, Fig. 17, giebt eine Ansicht der Sternwarte zu Cincinnati mit dem trommelförmigen Aufbau für den großen Refraktor.

Fig. 19.

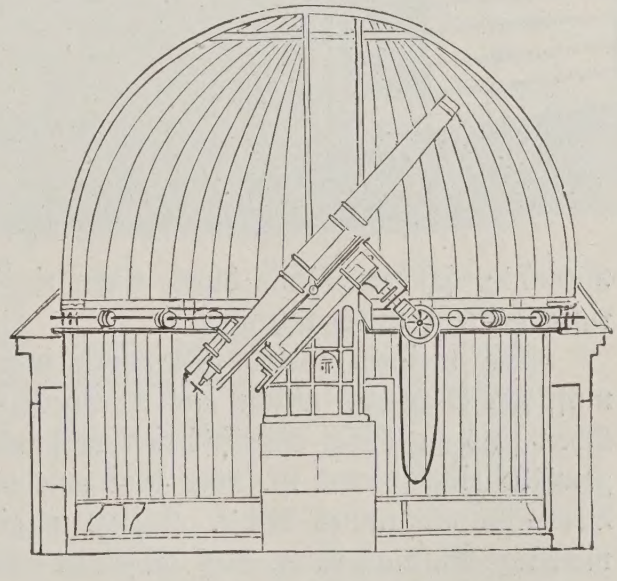
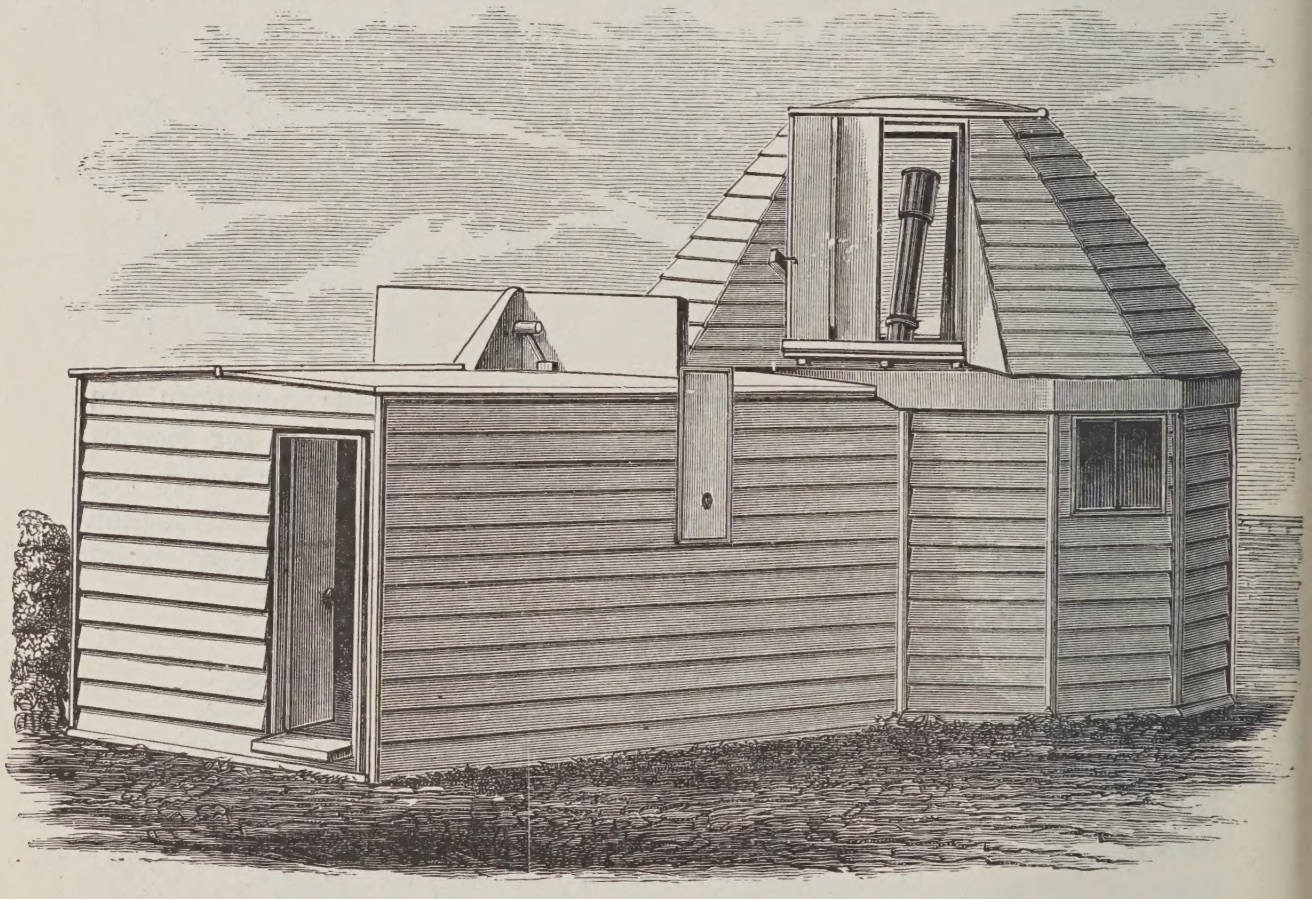


Fig. 18 giebt einen Durchschnitt durch das (alte) Observatorium zu Washington. Man sieht in der Mitte den mächtigen, isoliert aus dem Boden aufgebauten Pfeiler, der das große Äquatorial trägt.

Eine runde Kuppel, deren Drehdach auf Rollen läuft und die für ein sehr großes Äquatorial geeignet ist, zeigt Fig. 19. Bei derselben ist das Mauerwerk der Trommel bis fast zur Höhe des oberen Endpunktes der Polarachse des Fernrohres aufgeführt und trägt dort einen hölzernen (eisernen) Kranz mit Schienen für die Laufrollen. Bei einigen Konstruktionen, besonders älterer Art, sind statt der Rollen Kugeln eingelegt, auf denen sich das Dach dreht, doch kann

es bei dieser Anordnung vorkommen, daß die Kugeln zusammenlaufen und erst mit vieler Mühe durch Heben des Drehdaches wieder in die richtige Lage gebracht werden müssen. Die großen Kuppeln der heutigen Riesenfernrohre werden durch Motore gedreht; doch treten auch bei sorgfältigster Ausführung des Rädersystems nicht selten unvorhersehbare Störungen ein, welche die Benutzung unterbrechen. Eiffel hat daher bei Konstruktion der großen Kuppel für die Sternwarte zu Nizza zum ersten Male ein ganz neues System zur Anwendung gebracht, welches darin besteht, die Drehkuppel in einem längs der senkrechten Mauer der Trommel angebrachten ringförmigen Gefäße schwimmend anzubringen. Diese Idee hat sich vorzüglich bewährt, so daß die ganze

Fig. 20.

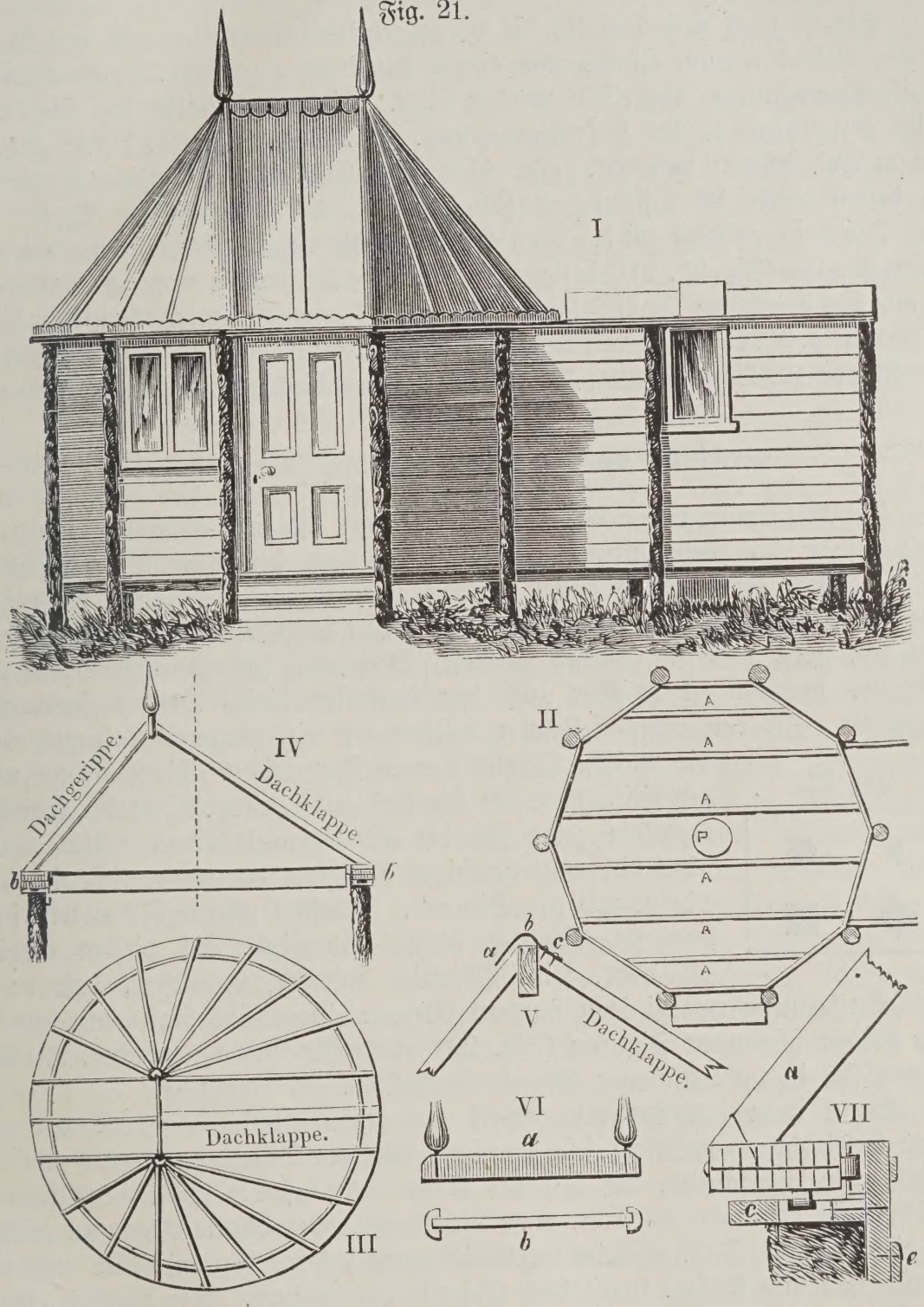


95000 kg schwere Masse durch einen einzigen Menschen in wenigen Minuten rund gedreht werden kann.

Bei meinem Privat-Observatorium ruht die Drehtrommel auf vier massiven Mauern, welche das Treppenhaus des Wohngebäudes umschließen. Oben sind sie durch Eisenschienen verbunden, zwischen welchen ein Backsteingewölbe eingespannt ist, über dem eine dicke Cementschicht den Fußboden des Beobachtungsraumes bildet. Diesen umgiebt bis zu einer Höhe von 1 m eine viereckige Aufmauerung. Auf derselben ruht ein massiver Kranz von Eichenholz, auf dem ein gußeiserner Zahnkranz mit Eisenbolzen befestigt ist. Rings um letzteren läuft eine freie Eisenschiene, auf der acht Räder rollen, welche die hölzerne Trommel der Fernrohrkuppel tragen. Diese letztere wird durch Trieb und Zahnrad gedreht. Die Trommel bedeckt ein flacher Kegel, in dem sich

zwei etwa zwei Fuß breite Beobachtungsklappen befinden, die durch Schnüre bequem geöffnet und wieder geschlossen werden können. Eine dritte Beobachtungsklappe befindet sich seitlich in der Wand der Trommel, wodurch die

Fig. 21.



Aussicht bis zum Horizont ermöglicht ist. Das Ganze ist mit einem Kleide aus wasserdichtem, in Steinfarbe gestrichenem Tuche überzogen.

Für private Zwecke sind verschiedene noch einfachere Konstruktionen kleiner Observatorien erdacht und ausgeführt worden. Cooke baut dieselben in der Form, welche Fig. 20 vorführt.

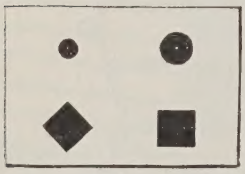
Das ganze Gebäude besteht aus starken Holzbalken, die mittels dünner Bretter verschalt sind; das Drehdach ist konisch und besitzt eine Klappe zum Seitwärtsschieben. Die Konstruktion von Horn & Thorntwaite zeigt Fig. 21 (a. v. S.).

Sie ist noch einfacher als die vorhergehend besprochene und besteht aus einem Refraktorraum (links) und einem Vorzimmer (rechts), in welchem ein Passageninstrument aufgestellt werden kann. Die untere Hälfte der Abbildung zeigt den Grundriß des Refraktorraumes. *AAAA*, Fig. 21, II, ist der auf einem Holzrahmen ruhende, nahe über dem Erdboden befindliche Fußboden, in dessen Mitte die Öffnung *P* sich befindet, durch welche der Pfeiler für das Fernrohr geführt wird. Den Aufbau stützen zehn Holzsäulen, die oben einen Kranz *c* (Fig. 21, VII) besitzen, welcher acht Laufrollen trägt, auf denen der Kranz des drehbaren Daches läuft. Fig. 21, III zeigt die Holzkonstruktion dieses Daches, Fig. 21, IV einen vertikalen Durchschnitt durch dieselbe. Die Überdeckung der Klappe zur Verhinderung des Einsickerns von Regen zeigt Fig. 21, V in *abc*.

Prüfung und Behandlung des Fernrohres.

Die Beurteilung der Güte eines Teleskops ist eine Aufgabe, die große Vertrautheit mit dem astronomischen Sehen und den störenden Einflüssen, welche äußere Umstände ausüben können, voraussetzt. Amateure, die behufs eigener Beobachtung astronomischer Objekte den Besitz eines Fernrohres beabsichtigen, thun stets gut, vorher in dieser Beziehung fachmännischen Rat einzuholen, welchen zu erteilen auch der Verfasser dieses Werkes stets gern bereit ist. In den meisten Fällen belehrt erst ein längerer Gebrauch über die optische Qualität eines Fernrohres. Die Prüfung wird am einfachsten am Himmel selbst ausgeführt; bei irdischen Objekten zeigt sich die Überlegenheit eines vollkommenen über ein mittelmäßiges Teleskop durchaus nicht in dem Maße, wie am Himmel. Indessen pflegte Fraunhofer, dem sicherlich die höchste Autorität auf diesem Gebiete zukommt, seine Objektive dadurch zu prüfen, daß er in einer Entfernung von einigen hundert Metern eine weiße Tafel mit runden und eckigen schwarzen Figuren (Fig. 22) anbrachte und untersuchte, ob diese letztern sich in vollkommener Schärfe darstellten.

Fig. 22.



Wenn man das Fernrohr scharf auf einen Stern eingestellt hat und dann das Okular verschiebt, so erweitert sich das Bild des Sterns zu einer kreisrunden Lichtscheibe, die sich bei einem tadellosen Objektive vollständig gleichförmig erleuchtet darstellt, ohne Lichtknoten oder dunkle Flecke zu zeigen. Ist dies nicht der Fall, erscheint der Kreis unregelmäßig begrenzt oder ungleichförmig hell und fleckig, so ist das Objektiv mangelhaft. Die dunkeln, deutlich begrenzten Stellen, welche sich in dem kreisförmigen Bilde zeigen, sind ebenso viele Schlieren oder Ungleichförmigkeiten im Objektivglase. Solche lassen sich nicht mehr entfernen, dagegen kann dem Mangel an Farblosigkeit und Schärfe (der chromatischen und sphärischen Aberration) in manchen Fällen durch Überschleifen der Gläser, aus denen das Objektiv besteht, abgeholfen

werden. Oft erscheint ein Fernrohr in seinen Wirkungen auch deshalb mittelmäßig, weil das Rohr nicht gut centrirt ist, d. h. weil die optische Achse des Objektivs mit der des Okulars nicht zusammenfällt oder weil die beiden Linsen des Objektivs für sich nicht genau centriert sind. Die hieraus entspringenden Unvollkommenheiten zeigten sich bei kleineren Instrumenten kaum, weil hier der Fehler der Centrierung nie beträchtlich werden kann.

Wenn ein Fernrohr scharf eingestellt ist, so muß eine geringe Verschiebung des Oculars bereits Undeutlichkeit erzeugen. Objektive erster Qualität müssen aus völlig homogenem Glase hergestellt sein, doch schadet es nicht, wenn dieses Glas kleine Bläschen besitzt, ja sehr häufig ist solches Glas am homogensten. Sehr schädlich wirken dagegen schwache, breite Schlieren, auch wenn sie dem Auge kaum sichtbar sind. Um die Unvollkommenheiten des Glases an sich zu erkennen, bringt man das Auge in den Brennpunkt des Objektivs, nachdem man letzteres gegen den hellen Himmel gerichtet hat. Es zeigt sich dann jeder Fleck und jede Spur von ungleicher Durchsichtigkeit sofort. Die vollkommenste Achromasie eines Objektivs kann aber einen übrig gebliebenen Rest von sphärischer Aberration nicht ausgleichen; häufig zeigen Objektive, die mit einer noch merklichen sphärischen Aberration behaftet sind, sehr farbenfrei; sobald man aber die sphärische Aberration hebt, hört die Maskierung der Farbenabweichung auf und das Objektiv zeigt die Gegenstände mit farbigen Rändern.

Ein gewöhnlicher Fehler angehender Beobachter ist die Übertreibung der Vergrößerung, welche sie anzuwenden lieben; und so sehr ist diese Neigung vorherrschend, daß selbst ein Beobachter wie W. Herschel in den ersten Jahren seiner astronomischen Beschäftigung in diesen Fehler verfiel. Später wandte dieser große Astronom selbst bei seinen Riesenteleskopen fast immer nur mäßige Vergrößerungen an, ebenso Schröter. Zahlreiche Erfahrungen lehren, daß man selbst mit recht schwachen Vergrößerungen außerordentlich vieles wahrnehmen kann. Natürlich sieht man Vieles an stärkeren Vergrößerungen besser und leichter, aber man ist dabei in höherm Grade abhängig von den Veränderungen im Luftzustande. Die mit wachsender Vergrößerung abnehmende Helligkeit des Bildes und die gleichzeitig mehr und mehr hervortretenden Unvollkommenheiten des Fernrohres und die störenden Einwirkungen der Luft verursachen Undeutlichkeiten, die keineswegs durch den Zuwachs an scheinbarer Größe kompensiert werden. Im allgemeinen vertragen Kometen und Nebelflecke nur schwache Vergrößerungen, der Mond und die Planeten lassen sich dagegen an stärkeren Okularen beobachten, doch sind bei Merkur und Venus, sowie bei der Sonne die stärksten Vergrößerungen nicht mehr mit Vorteil anwendbar.

Die Leistungen seines Fernrohres werden vom Laien oft erheblich überschätzt, vor allem in England. Zu seinem Erstaunen vernimmt der erfahrene Beobachter, daß Instrumente von 4 Zoll Öffnung oder 6zöllige Spiegelteleskope die Monde des Uranus gezeigt oder Doppelsterne von weniger als 1″ Distanz aufgelöst haben sollen, ganz abgesehen von Objekten, die vermeintlich wahrgenommen wurden obgleich sie gar nicht existieren. Die genaue Angabe der normalen Leistungen eines Refraktors von bestimmtem Durch-

messer ist sehr schwierig, denn sie hängt nicht nur von der Güte des Objektivs, sondern ebenso sehr von der Luftbeschaffenheit am Beobachtungsorte ab und kann nur auf Grund längerer Erfahrung bestimmt werden. Theoretisch ist nach André anzunehmen, daß Sterne 6. Größe von 4,6″ Distanz mit 1 Zoll Öffnung getrennt werden können und diese Distanz vermindert sich in dem Verhältnisse des Objektivdurchmessers, so daß ein Instrument von 10 Pariser Zoll (270 mm) Öffnung zwei Sterne 6. Größe trennt, wenn deren Distanz 0,46″ beträgt. Hellere Sterne sind schwieriger zu trennen und ebenso ist die Auflösung erschwert, wenn der Helligkeitsunterschied 3 oder mehr Größenklassen beträgt. Prüfungsobjekte für verschieden große Objektive werden im letzten Teile dieses Werkes bei specieller Aufzählung von Doppelsternen der einzelnen Sternbilder hervorgehoben.

W. Herschel war bei seinen Beobachtungen stets darauf bedacht, sein Auge vor störenden Lichteinwirkungen zu schützen. Er bemerkt in dieser Beziehung: „Es ist gewiß, daß die Sehkraft in einem vollkommen verdunkelten Zimmer außerordentliche Wirkungen äußert. Bei Versuchen über das Licht bemerkte ich oft, daß ich in einem dazu eingerichteten verdunkelten Zimmer, in welchem ich beim ersten Eintritte nicht das Geringste sehen konnte, nach einer halben Stunde alles fand, was ich wollte. Es ist aber wahrscheinlich, daß die Öffnung der Pupille des Auges nicht die einzige Ursache des besseren Sehens nach langem Verweilen im Dunkeln ist, sondern daß der ruhige Zustand der Netzhaut, die durch keine fremdartigen Einwirkungen gestört wird, sie für Eindrücke empfänglich macht, die sonst zu schwach sein würden, sie zu reizen. In dieser Vermutung haben mich meine teleskopischen Beobachtungen bestärkt. Ich habe bemerkt, daß die Empfindlichkeit des Auges sehr groß zu werden pflegte, wenn ich in einer vom Monde nicht erleuchteten Nacht mehrere Stunden hindurch den Himmel durchmusterte, und allem fremden Lichte durch eine schwarze Kappe, die ich dann gewöhnlich trage, den Zugang verwehrte. Die Wirkung der vermehrten Empfindlichkeit des Auges war oft so groß, daß ich, wenn sich ein Stern dritter Größe dem Gesichtsfelde näherte, das Auge vor seinem Eintritte zurückziehen mußte, um nicht die Reizbarkeit desselben zu schwächen. Ein Stern zweiter oder dritter Größe pflegte das Auge so zu stören, daß ich fast ebensoviel Zeit, als wenn ich vom Lichte kam, nämlich zwanzig Minuten, gebrauchte, um es wieder ganz in die ruhige Lage zu versetzen, in der es allein tauglich war, sehr feine Objekte im Teleskop wahrzunehmen. Ich erinnere mich, daß einmal, nach einer beträchtlich langen Musterung des Himmels mit meinem 40füßigen Teleskop, Sirius seine Erscheinung in großer Entfernung durch ein der Morgendämmerung ähnliches Licht verkündigte, welches nach und nach an Helligkeit zunahm, bis er endlich mit allem Glanze der aufgehenden Sonne ins Gesichtsfeld trat und mich nötigte, das Auge von dem schönen Schauspiele abzuziehen.“ Ohne die größten Vorsichtsmaßregeln und ohne sinnreiche Benutzung der geringsten Vorteile inbezug auf Lichtgewinnung bei sehr schwachen Objekten würde Herschel vieles nie wahrgenommen haben. Wo es auf Gewinnung von Licht besonders ankam, bedachte sich dieser größte astronomische Entdecker aller Zeiten niemals, selbst den Vorteil größerer Deutlichkeit zu opfern. Von diesem Gesichtspunkte aus empfahl er einfache konkave Okulare. In seiner Abhandlung über die Uranusmonde bemerkt er, daß man bei so feinen Beobachtungen niemals doppelte Okulare gebrauchen dürfe, da der Lichtverlust an vier Oberflächen zu groß sei. „Die Öffnung“, sagt er ferner bei dieser Gelegenheit, „durch welche die Lichtstrahlen zum Auge gelangen, muß weiter sein, als der Durchmesser des aufzunehmenden Strahlenbündels, und dem Glase beträchtlich näher, als der Fokus von jenem, denn das Auge muß nie den Einsatz des Okulars berühren, sowie man auch nie die Hand daran bringen darf. In Rücksicht der Okulare hat auch das die Erfahrung mich gelehrt, daß konkave einen geringeren Lichtverlust und ein deutlicheres Bild als konvexe geben.“

Zweite Abteilung.

Das Sonnensystem.

Die Sonne.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Elemente der scheinbaren Sonnenbahn und jährliche Änderung derselben für 1900,0 (nach Newcomb): $a = 1{,}0000000$ $e = 0{,}0167510 - 0{,}000000418$; Länge des Perigäums: 281° 13′ 15,5″ + 61,891″; $\mu = 3548{,}19286''$; säkulare Veränderung der hundertjährigen mittleren Bewegung: — 0,403″; Masse = 329388 (Erde + Mond). — Mittlerer scheinbarer Durchmesser: 31′ 59,26″; Rotationsdauer: $25^d\ 5{,}6^h$; Apex der Sonnenbewegung im Raume: $\alpha = 277{,}5°$; $\delta = +35°$; Geschwindigkeit derselben: 16,5 km in der Sekunde. — Allgemeine Präzession und jährliche Änderung derselben: 50,2371″ + 0,00011″; Mittlere Schiefe der Ekliptik und jährliche Änderung derselben: 23° 27′ 8,26″ — 0,4684″.

Die Sonne, eine Weltleuchte, nach Copernicus bildlichem Ausdrucke wie auf einem königlichen Throne prangend, bildet, wenn auch nicht wie Theon, der Smyrnäer, sich ausdrückte, das Herz des Universums, so doch das Herz eines Weltorganismus, dessen Ausdehnung und Reichtum wir noch nicht vollständig kennen. Nicht allein sind es die nimmer lösbaren schweren Banden der Massenanziehung, welche die Planeten an den Sonnenball ketten, sondern dieser ist es auch, der durch Aussendung strahlender Energie in Gestalt von Wärme und Licht Bewegung und Leben an der Oberfläche der Erde erhält, die mit dem Erlöschen des letzten Sonnenstrahles dem Untergange verfallen werden.

Die Entfernung des Sonnenmittelpunktes vom Centrum der Erde bildet das Grundmaß für alle Distanzen im Himmelsraume und ihre möglichst scharfe Ermittelung ist eine der Hauptaufgaben der praktischen Astronomie. Von den drei hauptsächlich angewandten Methoden zur Lösung dieser Aufgabe, nämlich: Parallaxenbestimmung der Erde nahekommender Planeten, Messung der Lichtgeschwindigkeit in kleinen Distanzen und Bestimmung aus Mondgleichungen, hat die erste schon vor zwei Jahrhunderten näherungsweise Resultate geliefert, die zweite endlich in der neueren Zeit zu Ergebnissen geführt, die großes Vertrauen erwecken, während die dritte sehr erwünschte

---

Anmerkung: Erklärung der Zeichen und Abkürzungen s. Inhaltsverzeichnis.

Bestätigungen gab, denen jedoch entscheidendes Gewicht neben den anderen zur Zeit nicht beigelegt wird.

Ptolemäus, Copernicus und Tycho schätzten die Sonnenentfernung ziemlich willkürlich zu 1200 Erdradien; Kepler nahm dafür 3500, Riccioli 7000, Hevel 5000 Halbmesser der Erde an. Halley veranschlagte, mehr von philosophischen Spekulationen als eigentlichen Beobachtungen ausgehend, die Sonnenparallaxe zu 12,5″, entsprechend einer Distanz von 16500 Erdradien. Die Vergleichung der Marsbeobachtungen, welche Richer auf seiner mehrfach so bedeutungsvollen Reise nach Cayenne angestellt, mit den gleichzeitigen Observationen von Picard und Römer in Paris, lieferte den ersten genäherten Wert der Sonnenparallaxe = 9,5″. Später fanden Cassini und Römer auf demselben Wege 9,8″ und Flamsteed kam ebenfalls zu einem Werte von weniger als 10″. Maraldi leitete aus den Marsoppositionen von 1704 und 1719 die Sonnenparallaxe zu 10″ ab, Pound und Bradley fanden einen noch etwas größeren Wert und Lacaille gelangte durch die Marsbeobachtungen von 1751 sogar zu einer Parallaxe von 10,71″.

Inzwischen hatte Halley in den Philos. Transactions 1691 auf die Wichtigkeit der Venusdurchgänge für die Bestimmung der Sonnenentfernung aufmerksam gemacht, und mit Ungeduld erwartete man die nächste ekliptische Konjunktion dieses Planeten am 5. Juni 1761.

Das endgültige Resultat derselben, sowie des nächstfolgenden Durchganges 1769 ist nach S. Newcombs Rechnungen[1]) eine Sonnenparallaxe von 8,79″ ± 0,05″. Die beiden Venusdurchgänge von 1874 und 1882, die von Expeditionen der hauptsächlichsten Kulturstaaten mit allen Hülfsmitteln der neuesten Zeit beobachtet worden sind, haben für die Sonnenparallaxe Werte ergeben, die weniger übereinstimmen, als man von vornherein angenommen hatte. Die definitive Bearbeitung der Heliometerbeobachtungen der beiden deutschen Venusexpeditionen durch Auwers ergab 8,880″ ± 0,032″, ein Wert, der allgemein als zu groß angesehen wird, obgleich er mit den von Prof. Harkneß berechneten Ergebnissen der amerikanischen Photographien des Durchgangs 1874 genau übereinstimmt, während die 1882 mit den großen Photoheliographen von amerikanischer Seite erhaltenen Resultate zu dem Werte 8,884″ führten. Prof. Harkneß[2]) findet aus allen zuverlässigen Bestimmungen als wahrscheinlichsten Wert der Sonnenparallaxe 8,80905″ ± 0,00567″; D. Gill aus den Heliometerbeobachtungen der Planeten Viktoria, Sappho und Iris (1888 und 1889) 8,802″ ± 0,005″[3]). Prof. S. Newcomb kommt durch eine sehr ausführliche Diskussion der bisher erhaltenen Werte für die Sonnenparallaxe zu den Resultaten, daß der Wert 8,790″ gegenwärtig als der zuverlässigste zu betrachten sei und hat denselben auch seinen neuen Planetentafeln zum Grunde gelegt[4]). Diesem entspricht ein Wert der Sonnenmasse = 329388 × (Erd- + Mondmasse).

---

[1]) Astr. Papers for the use of the Americ. Eph., Vol. II, Part V. Washington 1890. — [2]) Washington Observ. for 1885. Appendix IV. Washington 1891. — [3]) Annales of the Cape Observatory 6, 7. — [4]) Supp. to the Americ. Ephemeris for 1897. Washington 1895.

Gemäß Beschluß der internationalen Konferenz zu Paris (1896) ist für den Gebrauch in den astronomischen Ephemeriden vom Jahre 1900 ab der Wert der Sonnenparallaxe zu 8,80″ angenommen.

Der mittlere scheinbare Durchmesser der völlig kreisrunden Sonnenscheibe beträgt nach den Untersuchungen von Auwers über die Heliometermessungen an den deutschen Stationen zur Beobachtung der Venusdurchgänge 1874 und 1882[1]): 31′ 59,26″ ± 0,10″ oder 109,1 Erddurchmesser.

Auf der Sonnenscheibe sind dunkle Flecken von veränderlicher Größe, Zahl und Dauer sichtbar, von denen einzelne zu gewissen Zeiten mit bloßem Auge wahrgenommen werden können. Dennoch ist die Entdeckung dieser Flecke erst nach Erfindung des Fernglases erfolgt und zwar durch den Ostfriesen Johann Fabricius 1611 am 9. März [alten Stils][2]). Galileis Wahrnehmungen der Sonnenflecke gehen nicht über den Mai jenes Jahres zurück. Johann Fabricius gab von seiner Entdeckung öffentlich Kunde in der kleinen Schrift de maculis in sole observatis, welche bereits im Herbst 1611 erschien. Die ersten Wahrnehmungen der Sonnenflecke durch Scheiner geschahen im Oktober 1611.

Schon die ersten Entdecker fanden aus den Fleckenbeobachtungen, daß die Rotationsdauer der Sonne ungefähr 25 Tage beträgt. Doch ist diese Bestimmung nur eine genäherte, weil die einzelnen Flecke bald wieder vergehen und, wie man schon früh vermutete, auch neben der Umdrehungsbewegung noch eigene Bewegungen besitzen. Scheiner machte bereits darauf aufmerksam, daß die dem Sonnenäquator nähern Flecke eine kürzere Rotationszeit liefern, als die entferntern; aber erst in dem zweiten Viertel des 19. Jahrhunderts zeigte Laugier mit voller Gewißheit, daß Eigenbewegungen der Flecke existieren. Er gelangte zu diesem Resultate, indem er den Bogen auf der Sonnenkugel maß, um welchen mehrere Flecke zu verschiedenen Zeiten voneinander entfernt standen. Die Neigung des Sonnenäquators gegen die Ebene der Erdbahn fand Laugier zu 7° 9′.

Es liegt nahe, zu vermuten, daß in den Ortsveränderungen der Sonnenflecke, d. h. in den Eigenbewegungen derselben, ein bestimmtes Gesetz sich ausprägt; aber bei dem fast gänzlichen Mangel genauer Ortsbestimmungen von Sonnenflecken konnten erst in neuerer Zeit durch Carrington und Spörer die Grundlagen geliefert werden, auf denen sich weiter bauen läßt. Diese Beobachter fanden, daß die Flecke der höheren Breiten, also diejenigen, welche weit entfernt vom Sonnenäquator sich befinden, übereinstimmend ein Hinaufrücken nach dem nächsten Pole zeigen, während sie gleichzeitig mit dem ganzen Sonnenballe sich um dessen Achse drehen.

Als mittlere Rotationszeit nimmt Spörer 25,23^{d} oder 25^{d} 5,6^{h}[3]) an. Nach demselben Astronomen ist die Neigung des Sonnenäquators 6° 57′ und die Länge seines aufsteigenden Knotens (für 1866,5) 74 °36′. Letzterm Resultate kommt unter allen früheren das von Laugier erhaltene 75° 8′ (für 1840 gültig) am nächsten, während Lalande 1776 dafür 78° angab

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3068. — [2]) Berthold, Der Magister Johann Fabricius. Leipzig 1894. — [3]) Tagebl. d. 57. Vers. deutscher Naturforscher, 1884, S. 66.

und in der zweiten Hälfte des 19. Jahrhunderts Wichmann etwa 84° fand. Auch die Neigung des Sonnenäquators gegen die Ekliptik giebt Laugier nur 12′ größer an als Spörer.

Während die Dauer der kleinsten Flecke, die von einigen Beobachtern auch Poren genannt werden, eine sehr beschränkte ist, haben die größeren Flecke im allgemeinen einen längeren Bestand. Im Jahre 1779 erhielt sich ein großer, dem bloßen Auge sichtbarer Fleck sechs Monate hindurch, und Schwabe in Dessau sah 1840 eine Fleckengruppe während acht Sonnenrotationen wiederkehren.

Obgleich die örtliche Entstehung und Ausbildung der einzelnen Sonnenflecke, so weit sich dies bis jetzt beurteilen läßt, sehr zufälligen, unregelmäßig wirkenden Einflüssen zu unterliegen scheint, so ist doch die Gesamthäufigkeit der Flecke an eine bestimmte und feste Periode geknüpft, deren Vorhandensein zuerst Schwabe durch langjährige, mit unermüdlicher Sorgfalt angestellte Beobachtungen erwiesen hat.

Derselbe fand (1843), daß seit dem Jahre 1826 die Häufigkeit der Flecken und Gruppen innerhalb eines Zeitraumes von etwa zehn Jahren ab- und zunimmt und Wolf in Zürich hat dieses eine Zeit lang fast wieder vergessene Resultat infolge einer umfassenden Arbeit dahin bestätigt, daß jene Periode $11^1/_6$ Jahre beträgt, ein Jahrhundert also fast gerade neun Perioden umfaßt.

Die frühesten Untersuchungen von Rudolph Wolf begannen 1852. Neben der bereits damals 26 Jahre umfassenden Beobachtungsreihe Schwabes konnte sich Wolf nur auf eine gewisse Anzahl kürzerer Beobachtungsfolgen und vereinzelter Angaben stützen. Durch Auffindung langjähriger Beobachtungen von Staudacher, Flaugergues und noch älterer Aufzeichnungen ist es ihm möglich geworden, den Fleckenzustand der Sonne bis ins 17. Jahrhundert zu verfolgen. Um die Beobachtungen untereinander vergleichbar zu machen, hat Wolf die Darstellung durch „Relativzahlen" eingeführt. Dieselben sind Mittelwerte aller Zahlen, welche für einzelne Tage des betreffenden Jahres nach der Formel:

$$r = a(10g + f)$$

berechnet wurden, in der a einen aus korrespondierenden Beobachtungen zu bestimmenden Personalfaktor, g die Zahl der Fleckengruppen der Beobachtung zufolge, und f die Summe der einzelnen Flecke dieser Gruppen bezeichnet.

R. Wolf hat diese Arbeiten bis zu seinem Tode fortgeführt [1]) und sein Nachfolger, A. Wolfer, dieselben fortgesetzt. Letzterer unternahm auch die große Arbeit, die Hauptergebnisse zusammenzustellen und zu diskutieren [2]). Schon 1852 war Wolf imstande, die mittlere Dauer der Sonnenfleckenperiode zu 11,111 Jahren zu bestimmen und in den Relativzahlen ein zuverlässiges Maß zur Charakterisierung der Intensität des Fleckenphänomens zu gewinnen.

---

[1]) Sie sind meist in der „Vierteljahrsschrift der naturforschenden Gesellschaft in Zürich" unter dem Titel „Astronomische Mitteilungen" erschienen. — [2]) Meteorolog. Zeitschr. 1892, S. 200 ff.

Vielerseits, bemerkt Wolfer, glaubt man, die Intensität der Erscheinung durch die Größe der von den Flecken bedeckten Fläche vollständiger zu bezeichnen; allein abgesehen davon, daß es überhaupt schwer sein wird, aus Zahlen, welche nur die räumliche Ausdehnung der Fleckengebiete ausdrücken, ein Maß für die bei der Fleckenbildung auftretenden mechanischen Vorgänge zu erhalten, so lange über die Natur dieser letzteren noch nichts bekannt ist, zeigen Vergleichungen, welche Wolf zwischen seinen Zählungen und den in Rom und Madrid ausgeführten Flächenmessungen angestellt hat, daß beide im großen und ganzen einander proportional sind. Es läßt sich sogar manches dafür anführen, daß die Thätigkeit innerhalb einer Gruppe durch die Zahl der Flecke besser ausgedrückt wird, als durch die von ihnen bedeckte Fläche.

Die so erhaltenen Relativzahlen geben für jeden Tag den wirklichen Stand der Fleckenthätigkeit auf der sichtbaren Halbkugel der Sonne; sie zeigen im allgemeinen von Tag zu Tag beträchtliche Schwankungen, die zum Teile wirkliche Änderungen des Fleckenstandes bezeichnen, zum Teile aber nur durch äußere Ursachen, insbesondere die Rotation der Sonne in Verbindung mit der ungleichen heliographischen Verteilung der Flecke entstehen, also gegenüber dem gesetzmäßigen Verlaufe der Erscheinung im ganzen die Bedeutung von Zufälligkeiten haben. Solche Schwankungen treten aber selbst in den monatlichen Mittelzahlen noch auf, und sie beweisen, daß die Fleckenthätigkeit neben dem langperiodischen Verlaufe noch sekundären kurzperiodischen Änderungen unterliegt. Um nun zunächst, unabhängig von diesen, den Verlauf der Erscheinung innerhalb der großen Periode deutlicher hervortreten zu lassen, wendete Wolf ein Ausgleichungsverfahren an, welches darin besteht, daß er, von jedem einzelnen Monatsmittel ausgehend, immer je zwölf aufeinander folgende zu einem neuen Mittel vereinigte, aus je zwei solchen aufeinander folgenden neuen Mitteln abermals das Mittel zog und dieses als „ausgeglichene" Relativzahl des betreffenden mittleren Monats betrachtete.

Das vorhandene Material gestattete allerdings für die Zeit vor 1749 die Aufstellung einer solchen Relativzahlenreihe nicht; dagegen konnten mit verhältnismäßig wenigen Lücken die mittleren monatlichen Relativzahlen für den Zeitraum von 1749 bis 1826, von wo an die Reihe ununterbrochen ist, ermittelt und durch ein einfaches, graphisches Interpolationsverfahren auch die durch unsichere Monatsmittel bezeichneten Lücken ausgefüllt werden. Das Resultat dieser umfangreichen Arbeit sind die beiden Tafeln der beobachteten und der ausgeglichenen monatlichen Relativzahlen für den ganzen Zeitraum von 1749 ab, welche Wolf in den Nummern 42 und 50 seiner „Astronomischen Mitteilungen" publiziert hat. Für manche Untersuchungen aber, insbesondere über den Parallelismus zwischen der Sonnenthätigkeit und gewissen anderen kosmischen und terrestrischen Erscheinungen, sind die beobachteten Relativzahlen vorzuziehen, welche die Erscheinung wenigstens nahezu so geben, wie sie wirklich stattgefunden hat; es ist deshalb die betreffende Tabelle hier vollständig wiederholt und bis zum Jahre 1890 fortgesetzt. In derselben sind diejenigen Zahlen, welche vollständig auf Beobachtungen beruhen, durch

gewöhnliche Schrift bezeichnet, die anderen aber, welche wegen zu geringer Anzahl der Beobachtungen teilweise ein Interpolationsergebnis sind, durch Sternchen von jenen unterschieden; die Kursivzahlen endlich bezeichnen je die Maximal-, bezw. Minimalwerte.

Beobachtete Relativzahlen.

Jahr	Jan.	Febr.	März	April	Mai	Juni	Juli	Aug.	Sept.	Okt.	Nov.	Dez.	Mittel
1749	58,0*	62,6	70,0	55,7*	85,0*	83,5*	94,8	66,3*	75,9	75,5	*158,6*	85,2*	80,9
50	73,3	75,9	89,2	88,3*	90,0*	100,0*	85,4*	103,0*	91,2*	65,7*	63,3*	75,4	*83,4*
1751	70,0	43,5	45,3	56,4	60,7	50,7*	66,3	59,8	23,5*	23,2	28,5*	44,0*	47,7
52	35,0*	50,0*	71,0	59,3*	59,7*	39,6	78,4	29,3	27,1	46,6	37,6*	40,0*	47,8
53	44,0*	32,0*	45,7*	38,0*	36,0*	31,7*	22,0*	39,0*	28,0	25,0*	20,0	6,7	30,7
54	0,0*	3,0*	1,7*	13,7	20,7	26,7	18,8	12,3	8,2	24,1	13,2	4,2	12,2
55	10,2*	11,2	6,8	6,5	*0,0*	0,0	8,6	3,2	17,8	23,7	6,8	20,0	*9,6*
56	12,5	7,1	5,4	9,4	12,5	12,9*	3,6	6,4	11,8	14,3	17,0	9,4	10,2
57	14,1	21,2	26,2	30,0	38,1	12,8	25,0	51,3*	39,7	32,5	64,7	33,5	32,4
58	37,6	52,0	49,0	72,3	46,4	45,0*	44,0*	38,7*	62,5*	37,7*	43,0*	43,0*	47,6
59	48,3*	44,0*	46,8	47,0*	49,0*	50,0*	51,0*	71,3*	77,2*	59,7*	46,3*	57,0*	54,0
60	67,3*	59,5	74,7	58,3*	72,0*	48,3*	66,0*	75,6*	61,3	50,6*	59,7*	61,0*	62,9
1761	70,0*	91,0	80,7*	71,7*	*107,2**	99,3	94,1	91,1	100,7	88,7	89,7*	46,0*	*85,8*
62	43,8*	72,8*	45,7*	60,2	39,9	77,1	33,8	67,7	68,5	69,3	77,8	77,2	61,1
63	56,5	31,9	34,2	32,9	32,7*	35,8	54,2*	26,5*	68,1*	46,3*	60,9	61,4*	45,1
64	59,7	59,7	40,2	34,4*	44,3*	30,0*	30,0*	30,0*	28,2*	28,0*	26,0*	25,7*	36,3
65	24,0*	26,0*	25,0*	22,0*	20,2	20,0*	27,0*	29,7*	16,0*	14,0*	14,0*	13,0*	20,9
66	12,0*	11,0*	36,6*	6,0*	26,8*	*3,0**	3,3*	4,0*	4,3*	5,0*	5,7*	19,2*	*11,4*
67	27,4	30,0*	43,0*	32,9	29,8	33,3*	21,9	40,8	42,7	44,1	54,7	53,3	37,8
68	53,5	66,1	46,3	42,7	77,7	77,4	52,6	66,8	74,8	77,8	90,6	111,8	69,8
69	73,9	64,2*	64,3	96,7	73,6	94,4	118,6	120,3	148,8	*158,2*	148,1	112,0	*106,1*
70	104,0	142,5	80,0	51,0	70,1	83,3	109,8	126,3	104,4	103,6	132,2	102,3	100,8
1771	36,0	46,2	46,7	64,9	152,7	119,5	67,7	58,5	101,4	90,0	99,7	95,7	81,6
72	100,9	90,8*	31,1	92,2	38,0	57,0	77,3	56,2	50,5	78,6	61,3	64,0	66,5
73	54,6	29,0	51,2	32,9	41,1	28,4	27,7	12,7	29,3	26,3	40,9	43,2	34,8
74	46,8	65,4	55,7	43,8	51,3	28,5	17,5	6,6	7,9	14,0	17,7	12,2	30,6
75	4,4	*0,0*	11,6	11,2	3,9	12,3	1,0	7,9	3,2	5,6	15,1	7,9	*7,0*
76	21,7	11,6	6,3	21,8	11,2	19,0	1,6	24,2*	16,0*	30,0*	35,0*	40,0*	19,8
77	45,0*	36,5*	39,0*	95,0*	80,3	80,7*	95,0*	112,0*	116,2*	106,5*	146,0*	157,3*	92,5
78	177,3*	109,3*	134,0*	145,0*	*238,9**	171,6*	153,0*	140,0*	171,7*	156,3*	150,3*	105,0*	*154,4*
79	114,7	*165,7*	118,0*	145,0*	140,0*	113,7*	143,0*	112,0*	111,0*	124,0*	114,0*	110,0*	125,9
80	70,0	98,0	98,0*	95,0*	107,2*	88,0*	86,0*	86,0*	93,7*	77,0*	60,0*	58,7*	84,8
1781	98,7*	74,7*	53,0*	68,3*	104,7	97,7*	73,5*	66,0*	51,0*	27,3*	67,0*	35,2*	68,1
82	54,0*	37,5*	37,0*	41,0*	54,3*	38,0*	37,0*	44,0*	34,0*	23,2*	31,5*	30,0*	38,5
83	28,0*	38,7*	26,7*	28,3*	23,0*	25,2*	32,2*	20,0*	18,0*	8,0*	15,0*	10,5*	22,8
84	13,0*	8,0*	11,0*	10,0*	*6,0**	9,0*	6,0*	10,0*	10,0*	8,0*	17,0*	14,0*	*10,2*
85	6,5*	8,0*	9,0*	15,7*	20,7*	26,3*	36,3*	20,0*	32,0*	47,2	40,2*	27,3*	24,1
86	37,2	47,6	47,7	85,4*	92,3	59,0*	83,0*	89,7*	111,5*	112,3*	116,0*	112,7*	82,9
87	134,7	106,0*	87,4*	127,2*	134,8*	99,2	128,0	137,2*	*157,3**	157,0*	141,5*	174,0	*132,0*
88	138,0*	129,2*	143,3*	108,5*	113,0*	154,2*	141,5*	136,0*	141,0*	142,0*	94,7	129,5*	130,9
89	114,0*	125,3*	120,0*	123,3*	123,5*	120,0*	117,0*	103,0*	112,0*	89,7	134,0*	135,5*	118,1
90	103,0*	127,5*	96,3*	94,0*	93,0*	91,0*	69,3*	87,0*	77,3*	84,3*	82,0*	74,0*	89,9

Jahr	Jan.	Febr.	März	April	Mai	Juni	Juli	Aug.	Sept.	Okt.	Nov.	Dez.	Mittel
1791	72,7*	62,0*	74,0*	77,2*	73,7*	64,2*	71,0*	43,0*	66,5*	61,7*	67,0*	66,0*	66,6
92	58,0*	64,0*	63,0*	75,7*	62,0*	61,0*	45,8*	60,0*	59,0*	59,0*	57,0*	56,0*	60,0
93	56,0*	55,0*	55,5*	53,0*	53,3*	51,0*	50,0*	29,3*	24,0*	47,0*	44,0*	45,7*	46,9
94	45,0*	44,0*	38,0*	28,4*	55,7*	41,5*	41,0*	40,0*	11,1*	28,5*	67,4*	51,4	41,0
95	21,4	39,9*	12,6*	18,6*	31,0*	17,1*	12,9*	25,7*	13,5*	19,5*	25,0*	18,0	21,3
96	22,0*	23,8*	15,7*	31,7*	21,0	6,7*	26,9*	1,5*	18,4*	11,0*	8,4*	5,1*	16,0
97	14,4*	4,2*	4,0*	4,0*	7,3*	11,1*	4,3	6,0*	5,7	6,9*	5,8*	3,0*	6,4
98	2,0*	4,0*	12,4*	1,1*	0,0	*0,0*	0,0	3,0	2,4	1,5	12,5*	9,9*	*4,1*
99	1,6*	12,6*	21,7*	8,4*	8,2*	10,6*	2,1	0,0	0,0*	4,6*	2,7*	8,6*	6,8
1800	6,9*	9,3*	13,9*	10,2*	5,0*	23,7*	21,0*	19,5*	11,5*	12,3	10,5	40,1	15,3
1801	27,0*	29,0*	30,0*	31,0*	32,0*	31,2*	35,0*	38,7*	33,5*	32,6*	39,8*	48,2*	34,0
2	47,8*	47,0*	40,8*	50,0*	53,0*	55,0*	57,0*	58,0*	65,2*	56,5*	65,5*	64,0*	55,0
3	66,0*	67,0*	68,0*	69,0*	71,0*	72,0*	73,0*	64,0*	75,0*	76,0*	77,0*	77,0*	71,2
4	77,0*	75,0*	*77,0**	77,0*	77,0*	76,0*	74,0*	72,0*	71,0*	71,2*	67,0*	63,0*	*73,1*
5	61,0*	59,0*	56,0*	46,3*	39,0*	49,0*	47,0*	46,0*	44,0*	43,0*	41,0*	40,0*	47,6
6	39,0*	29,6*	28,0*	34,0*	26,4*	25,6*	31,0*	29,0*	28,0*	27,0*	25,0*	24,0	28,9
7	12,0*	12,2*	9,6*	18,3*	10,0*	10,2*	12,7*	12,0*	5,7*	8,0*	2,6	0,0*	9,4
8	0,0*	4,5	0,0	12,3*	8,6*	12,2*	6,7*	8,0*	11,7*	4,7*	11,3*	12,3*	7,7
9	7,2*	9,2*	0,9*	2,5*	2,0*	7,7*	0,3*	0,2*	0,4*	0,0*	0,0	0,0*	2,5
10	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	*0,0*	0,0	0,0	0,0	0,0	*0,0*
1811	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	6,6	0,0	2,4	6,1	0,8	1,1*	1,4
12	13,4*	1,9*	0,7*	0,0*	1,0*	1,3*	0,5*	18,7*	5,2*	5,5*	7,9*	10,1*	5,5
13	0,0	10,3*	1,9*	16,6*	5,5*	10,7*	15,7*	8,4*	18,2*	30,5*	16,7*	19,6*	12,8
14	22,2*	12,0*	5,7	23,1	5,8*	14,9*	18,5*	2,3*	11,9*	21,5*	14,5*	20,1*	14,4
15	19,2*	32,2*	26,2*	31,6*	9,8*	55,9*	35,3*	47,2*	31,5*	33,5*	37,2*	65,0*	35,4
16	26,3*	68,8*	*73,7**	58,8	44,3	43,6	38,8	28,1*	49,3	56,4	38,2	30,6*	*46,4*
17	36,5*	55,2*	107,0	25,9*	19,2*	39,9	47,4	45,4	35,8	25,2	36,5*	23,9*	41,5
18	35,1*	18,9*	22,1	35,7	53,1	36,1	28,1	30,9	27,4	33,2	13,3*	25,8*	30,0
19	34,4	20,7	3,7	20,2	18,4	35,7	33,9	25,8	14,9	27,6	25,1	30,6	24,2
20	13,0	26,6	3,6	18,5	29,3	10,8	22,8	26,3	5,2	8,7	7,9	8,2	15,0
1821	21,5	2,4	5,7	6,0	1,2	1,8	2,5	4,8	4,4	18,3	4,4	0,0	6,1
22	0,0	0,9	16,1	13,3	1,5	5,6	7,9	2,1	0,0	0,4	0,0	0,0	4,0
23	0,0	0,0	0,6	*0,0*	0,0	0,0	0,5	0,0	0,0	0,0	0,0	20,4	*1,8*
24	21,6	10,8*	0,0	20,0	2,8	0,0	0,0	1,4	20,5	25,2	0,0	0,8	8,0
25	5,0	16,1	14,9	0,4	15,0	15,4	30,9	25,4	16,3	14,4	11,5	22,5	15,6
26	17,7	18,2	38,2	23,7	32,4	37,1	52,5	39,6	18,7	51,0	38,3	64,5	36,0
27	34,3	46,0	56,0	46,0	55,5	56,7	42,9	53,7	49,6	57,2	48,2	46,1	49,4
28	52,8	64,4	65,0	61,1	89,1	98,0	54,3	76,4	50,4	34,7	57,0	46,9	62,5
29	43,0	49,4	72,3	97,6	67,5	75,5	90,8	77,4	50,3	60,6	66,7	56,5	67,3
30	49,9	70,9	84,6	*107,1*	66,3	65,1	43,9	50,7	62,1	84,4	81,2	82,1	*70,7*
1831	47,5	50,1	93,4	54,6	38,1	33,4	45,2	54,9	37,9	46,2	43,5	28,9	47,8
32	30,9	55,5	55,1	26,9	41,3	26,7	13,9	8,9	8,2	21,1	14,3	27,5	27,5
33	11,3	14,9	11,8	2,8	12,9	*1,0*	7,0	5,7	11,6	7,5	5,9	9,9	8,5
34	4,9	18,1	3,9	1,4	8,8	7,8	8,7	4,0	11,5	24,8	30,5	34,5	13,2
35	7,5	24,5	19,7	61,5	43,6	33,2	59,8	59,0	100,8	95,2	100,0	77,5	56,9
36	88,6	107,6	98,1	142,9	111,4	124,7	116,7	107,8	95,1	137,4	120,9	*206,2*	121,8
37	188,0	175,6	134,6	138,2	111,3	158,0	162,8	134,0	96,3	123,7	107,0	129,8	*138,2*
38	144,9	84,8	140,8	126,6	137,6	94,5	108,2	78,8	73,6	90,8	77,4	79,8	103,1
39	107,6	102,5	77,7	61,8	53,8	54,6	84,7	131,2	132,7	90,8	68,8	63,6	85,8
40	81,2	87,7	55,5	65,9	69,2	48,5	60,7	57,8	74,0	49,8	54,3	53,7	63,2

Jahr	Jan.	Febr.	März	April	Mai	Juni	Juli	Aug.	Sept.	Okt.	Nov.	Dez.	Mittel
1841	24,0	29,9	29,7	42,6	67,4	55,7	30,8	39,3	35,1	28,5	19,8	38,8	36,8
42	20,4	22,1	21,7	26,9	24,9	20,5	12,6	26,5	18,5	38,1	40,5	17,6	24,2
43	13,3	*3,5*	8,3	8,3	21,1	10,5	9,5	11,8	4,2	5,3	19,1	12,7	*10,7*
44	9,4	14,7	13,6	20,8	12,0	3,7	21,2	23,9	6,9	21,5	10,7	21,6	15,0
45	25,7	43,6	43,3	56,9	47,8	31,1	30,6	32,3	29,6	40,7	39,4	59,7	40,1
46	38,7	51,0	63,9	69,2	59,0	65,1	46,5	54,8	107,1	55,9	60,4	65,5	61,5
47	62,6	44,9	85,7	44,7	75,4	85,3	52,2	140,6	161,2	*180,4*	138,9	109,6	98,4
48	159,1	111,8	108,9	107,1	102,2	123,8	139,2	132,5	100,3	132,4	114,6	159,9	*124,3*
49	156,7	131,1	96,5	102,5	80,6	81,2	78,0	61,3	93,7	71,5	99,7	97,0	95,9
50	78,0	89,4	82,6	44,1	61,6	70,0	39,1	61,6	86,2	71,0	54,8	60,0	66,5
1851	75,5	105,4	64,6	56,5	62,6	63,2	36,1	57,4	67,9	62,5	50,9	71,4	64,5
52	68,4	67,5	61,2	65,4	54,9	46,9	42,0	39,7	37,5	67,3	54,3	45,4	54,2
53	41,1	42,9	37,7	47,6	34,7	40,0	45,9	50,4	33,5	42,3	28,8	23,4	39,0
54	15,4	20,0	20,7	26,4	24,0	21,1	18,7	15,5	22,4	12,7	28,2	21,4	20,6
55	12,3	11,4	17,4	4,4	9,1	5,3	0,4	3,1	0,0	9,7	4,2	3,1	6,7
56	0,5	4,9	0,4	6,5	*0,0*	5,0	4,6	5,9	4,4	4,5	7,7	7,2	*4,3*
57	13,7	7,4	5,2	11,1	29,2	16,0	22,2	16,9	42,4	40,6	31,4	37,2	22,8
58	39,0	34,9	57,5	38,3	41,4	44,5	56,7	55,3	80,1	91,2	51,9	66,9	54,8
59	83,7	87,6	90,3	85,7	91,0	87,1	95,2	106,8	105,8	114,6	97,2	81,0	93,8
60	81,5	88,0	98,7	71,4	107,1	108,6	*116,7*	100,3	92,2	90,1	97,9	95,6	*95,7*
1861	62,3	77,8	101,0	98,5	56,8	87,8	78,0	82,5	79,9	67,2	53,7	80,5	77,2
62	63,1	64,5	43,6	53,7	64,4	84,0	73,4	62,5	96,6	42,0	50,6	40,9	59,1
63	48,3	56,7	66,4	40,6	53,8	40,8	32,7	48,1	22,0	39,9	37,7	41,2	44,0
64	57,7	47,1	66,3	35,8	40,6	57,8	54,7	54,8	28,5	33,9	57,6	28,6	46,9
65	48,7	39,3	39,5	29,4	34,5	33,6	26,8	37,8	21,6	17,1	24,6	12,8	30,5
66	31,6	38,4	24,6	17,6	12,9	16,5	9,3	12,7	7,3	14,1	9,0	1,5	16,3
67	*0,0*	0,7	9,2	5,1	2,9	1,5	5,0	4,9	9,8	13,5	9,3	25,2	*7,3*
68	15,6	15,8	26,5	36,6	26,7	31,1	28,6	34,4	43,8	61,7	59,1	67,6	37,3
69	60,9	59,3	52,7	41,0	104,0	108,4	59,2	79,6	80,6	59,4	77,4	104,3	73,9
70	77,3	114,9	159,4	160,0	*176,0*	135,6	132,4	153,8	136,0	146,4	147,5	130,0	*139,1*
1871	88,3	125,3	143,2	162,4	145,5	91,7	103,0	110,0	80,3	89,0	105,4	90,3	111,2
72	79,5	120,1	88,4	102,1	107,6	109,9	105,2	92,9	114,6	103,5	112,0	83,9	101,7
73	86,7	107,0	98,3	76,2	47,9	44,8	66,9	68,2	47,5	47,4	55,4	49,2	66,3
74	60,8	64,2	46,4	32,0	44,6	38,2	67,8	61,3	28,0	34,3	28,9	29,3	44,6
75	14,6	22,2	33,8	29,1	11,5	23,9	12,5	14,6	2,4	12,7	17,7	9,9	17,1
76	14,3	15,0	31,2	2,3	5,1	1,6	15,2	8,8	9,9	14,3	9,9	8,2	11,3
77	24,4	8,7	11,7	15,8	21,2	13,4	5,9	6,3	16,4	6,7	14,5	2,3	12,3
78	3,3	6,0	7,8	0,1	5,8	6,4	0,1	*0,0*	5,3	1,1	4,1	0,5	*3,4*
79	0,8	0,6	0,0	6,2	2,4	4,8	7,5	10,7	6,1	12,3	12,9	7,2	6,0
80	24,0	27,5	19,5	19,3	23,5	34,1	21,9	48,1	66,0	43,0	30,7	29,6	32,3
1881	36,4	53,2	51,5	51,7	43,5	60,5	76,9	58,0	53,2	64,0	54,8	47,3	54,3
82	45,0	69,3	67,5	*95,8*	64,1	45,2	45,4	40,4	57,7	59,2	84,4	41,8	59,6
83	60,6	46,9	42,8	82,1	32,1	76,5	80,6	46,0	52,6	83,8	84,5	75,9	*63,7*
84	91,5	86,9	86,8	76,1	66,5	51,2	53,1	55,8	61,9	47,8	36,6	47,2	63,5
85	42,8	71,8	49,8	55,0	73,0	83,7	66,5	50,0	39,6	38,7	33,3	21,7	52,2
86	29,9	25,9	57,3	43,7	30,7	27,1	30,3	16,9	21,4	8,6	0,3	12,4	25,4
87	10,3	13,2	4,2	6,9	20,0	15,7	23,3	21,4	7,4	6,6	6,9	20,7	13,1
88	12,7	7,1	7,8	5,1	7,0	7,1	3,1	2,8	8,8	2,1	10,7	6,7	6,8
89	0,8	8,5	7,0	4,3	2,4	6,4	9,7	20,6	6,5	2,1	0,2	6,7	6,3
90	5,3	0,6	5,1	1,6	4,8	1,3	11,6	8,5	17,2	11,2	9,6	7,8	7,1

Diese Tabelle giebt das vollständigste vorhandene Bild vom Verlaufe des Sonnenfleckenphänomens und ist als Grundlage aller betreffenden Untersuchungen anzusehen; sie bestätigt die früher gefundenen Resultate und fügt eine Reihe neuer hinzu. Vor allem zeigt sie, daß die 11-jährige periodische Schwankung durchaus nicht regelmäßig in gleicher Weise sich wiederholt, sondern bedeutenden Ungleichheiten unterliegt; der Verlauf der Erscheinung innerhalb jeder einzelnen Periode ist also zu unterscheiden von demjenigen, wie er im Mittel aus einer großen Anzahl von Perioden sich ergiebt.

Der mittlere Verlauf der Sonnenfleckenperiode. Während Wolf 1852 aus dem 17. und 18. Jahrhundert nur je eine Maximum- und eine Minimumepoche anzugeben vermochte, konnte er später alle Maxima und Minima von 1749 an mit großer Annäherung festsetzen. Diese Epochen sind in der folgenden Tabelle zusammengestellt, und zwar nach Maßgabe ihrer Zuverlässigkeit getrennt in die beiden Gruppen vor und nach 1749, in deren erster die Unsicherheit einer Epoche noch bis auf ein Jahr ansteigen kann, während sie in der zweiten durchschnittlich nur wenige Monate beträgt.

Minimum		Maximum		Minimum		Maximum	
—		—		1745,0		1750,3	
	—		—		10,2		11,2
1610,8		1615,5		1755,2		1761,5	
	8,2		10,5		11,3		8,2
1619,0		1626,0		1766,5		1769,7	
	15,0		13,5		9,0		8,7
1634,0		1639,0		1775,5		1778,4	
	11,0		9,5		9,2		9,7
1645,0		1649,0		1784,7		1788,1	
	10,0		11,0		13,6		16,1
1655,0		1660,0		1798,3		1804,2	
	11,0		15,0		12,3		12,2
1666,0		1675,0		1810,6		1816,4	
	13,5		10,0		12,7		13,5
1679,5		1685,0		1823,3		1829,9	
	10,0		8,0		10,6		7,3
1689,5		1693,0		1833,9		1837,2	
	9,4		12,5		9,6		10,9
1698,9		1705,5		1843,5		1848,1	
	13,1		12,7		12,5		12,0
1712,0		1718,2		1856,0		1860,1	
	11,5		9,3		11,2		10,5
1723,5		1727,5		1867,2		1870,6	
	10,5		11,2		11,7		13,3
1734,0		1738,7		1878,9		1883,9	
	11,0		11,6		10,7		(10,2)
				1889,6		(1894,1)	

Die vorstehende Tabelle enthält neben den Epochen zugleich deren aufeinanderfolgende Differenzen, also die einzelnen wirklichen Periodenlängen. Ihr Gesamtmittel ergiebt als mittlere Periodenlänge 11,18 Jahre.

Die Periodenlänge schwankt zwischen 8 und 16 Jahren und es ist naheliegend anzunehmen, daß Perioden höherer Ordnung existieren, an welche diese Unterschiede gebunden sind. Ob eine größere Periode von 67 jähriger Dauer existiert, wie ich früher annahm, oder Perioden von 60, 80 und 170 Jahren, wie zuletzt Wolf meinte, muß noch dahingestellt bleiben. Wolfer glaubt, daß die veränderliche Fleckenperiode sich als eine Summenwirkung von drei verschiedenen, nebeneinander bestehenden Perioden darstelle,

deren erste mit der bisher allein bekannten mittleren Periode sehr nahe übereinkommt, während den beiden anderen die starken Schwankungen in Länge und Amplitude zuzuschreiben wären. Sucht man diejenigen Perioden auf, welche genau oder nahe ganze Vielfache dieser drei Perioden sind, so findet man insbesondere Zeiträume in der Nähe von 100 und 170 Jahren; indessen reicht das seit 1750 vorhandene Material noch nicht zu einer bestimmten Entscheidung aus.

Der Zusammenhang zwischen Sonnenfleckthätigkeit und Erdmagnetismus hat zuerst der Fleckenperiode allgemeine Aufmerksamkeit verschafft. Auch in dieser Beziehung hat Wolf das Verdienst, den Parallelismus zwischen der Häufigkeit der Sonnenflecke und dem Auftreten von Nordlichtern statistisch zuerst sicher nachgewiesen und eine Basis geschaffen zu haben, auf der später Fritz weiter baute. Am deutlichsten tritt der Parallelismus zwischen Anzahl der Sonnenflecke und Größe der täglichen Variation der magnetischen Deklination hervor. Wolfer hat in nachstehender Weise dies im Einzelnen ausführlich dargestellt.

Aus seinen magnetischen Beobachtungen hatte Lamont in München 1852 erkannt, daß die Größe der täglichen Schwankung der magnetischen Deklination in einer etwa 10jährigen Periode regelmäßig zu- und abnehme, und eine damit übereinstimmende Periode in den sogenannten magnetischen Störungen hatte General Sabine nahe gleichzeitig nachgewiesen. Sabine scheint sofort bemerkt zu haben, daß seine magnetische Periode mit der von Schwabe gefundenen Sonnenfleckenperiode parallel verlaufe, und wenige Monate später fanden Wolf und Alfred Gautier unabhängig voneinander und ohne von der noch nicht veröffentlichten Entdeckung Sabines Kenntnis zu haben, daß derselbe Parallelismus auch zwischen den von Lamont beobachteten Deklinationsvariationen und den Schwabeschen Sonnenfleckenzahlen in der Weise bestehe, daß zur Zeit der Sonnenfleckenmaxima und -minima auch die tägliche Variation ihre größten, bezw. kleinsten Werte annehme.

Mitte der fünfziger Jahre zeigte Wolf, daß die Periode von $11^1/_9$ Jahren die von Lamont und Gauß seit 1835 beobachteten Variationen besser darstelle als die 10jährige Periode Lamonts, und daß seit dem Anfange des Jahrhunderts die beobachteten Maxima und Minima beider Erscheinungen stets innerhalb eines Jahres übereinstimmen.

Diese Resultate für die Deklinationsvariation zu bestätigen, war die nächste Aufgabe. Beobachtungen lagen für einige europäische Stationen aus der zweiten Hälfte des 18. und der ersten Hälfte des 19. Jahrhunderts vereinzelt, seit 1834 aber in wachsender Zahl und Vollkommenheit insbesondere von München, Prag, Mailand, Greenwich, Christiania und Rom vor. Anfangs der siebziger Jahre hatte Wolf aus den damals verfügbaren Beobachtungen eine Reihe von Jahresmitteln der Variationen gebildet, welche von 1755 bis 1833 zum Teile noch unsicher war, von 1834 aber als zuverlässig gelten konnte. Um die Mitte der achtziger Jahre war er sodann in den Stand gesetzt, durch Hinzuziehung neuer Reihen eine Tabelle der Monatsmittel der Variation für das mittlere Europa herzustellen, welche den Ver-

lauf der Erscheinung für den ganzen Zeitraum von 1781 bis 1880 nach seinem für die Fleckenperiode benutzten Ausgleichverfahren darstellt.

Schon die Nebeneinanderstellung der jährlichen Mittelzahlen und der entsprechenden Relativzahlen, weit überzeugender aber ihre graphische Darstellung durch Kurven, läßt den Parallelismus beider Erscheinungen aufs deutlichste hervortreten, außerdem die wichtige Thatsache, daß nicht bloß die zeitlichen Verschiebungen der Wendepunkte und der Wechsel in der Höhe der Wellen, sondern auch die sonstigen Unregelmäßigkeiten beider Kurven, gewisse Aus- und Einbiegungen, sekundäre Maxima und Minima in nahe gleicher und gleichzeitiger Weise zusammentreffen. Auf Grund der späteren vollständigeren Reihe ließen sich alle diese Verhältnisse noch bestimmter darstellen und insbesondere die Epochen der Maxima und Minima schärfer als früher angeben.

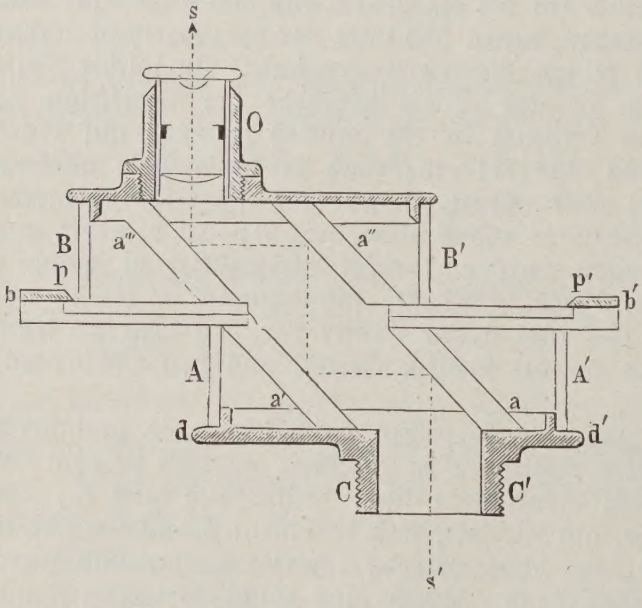
Aus diesen Epochen leitete Wolf den mittleren Verlauf des Vorganges in der nämlichen Weise ab wie für die Sonnenflecke, und fand als mittlere Periodendauer der Deklinationsvariation 11,33 Jahre. Die Übereinstimmung im Verlaufe beider Erscheinungen ist danach eine so große, daß Wolf mit Recht schließen durfte, es finde zwischen ihnen ein Kausalnexus statt derart, daß an beiden die Intensität der gemeinschaftlichen Ursache wie an zwei verschiedenen Skalen abgelesen werden könne.

Methoden der Sonnenbeobachtung am Fernrohre. Die teleskopische Beobachtung der Sonnenoberfläche erfordert infolge der gewaltigen Licht- und Wärmestrahlung dieses Weltkörpers besondere Vorkehrungen. Die frühesten Beobachtungen der Sonne mit Hülfe des Fernrohres wurden nur bei bezogenem Himmel angestellt, auch wählte man hierzu günstige Abendstunden, wenn das Licht der dem Horizont nahen Sonne so gemildert ist, daß das Auge seinen Glanz ertragen kann. In solcher Weise beobachtete zuerst Fabricius; später wandte er die Methode der Projektion an und ließ das Sonnenbild durch eine Öffnung in ein dunkles Zimmer auf einen Schirm fallen. Denselben Weg schlug Galilei ein; auch er beobachtete anfänglich bei bezogenem Himmel, später aber, durch Castelli aufmerksam gemacht, durch Projektion. Vor dem Jahre 1540 war indes schon, wie Apian bemerkt, von einigen Beobachtern der Versuch gemacht worden, farbige Blendgläser zu benutzen, allein diese richtigere Beobachtungsmethode verschaffte sich damals so wenig allgemeinen Eingang, daß Scheiner um 1611 grüne Gläser vor das Objektiv setzte, und erst 1620 Tarde das Blendglas an die richtige Stelle, zwischen Okular und Auge, brachte.

Der ältere Herschel hat sich viel mit Versuchen beschäftigt, die geeignetste Art der Abblendung des Sonnenlichtes ausfindig zu machen; er kam zu dem Ergebnisse, daß Flüssigkeiten hierzu am dienlichsten sind. Schließlich fand er, daß eine Mischung von Tinte und Wasser, gut filtriert, und in einem parallelwandigen Glase vor dem Okulare angebracht, ein schneeweißes, scharfes Sonnenbild giebt, das ohne Dämpfglas betrachtet werden kann. Durch eine solche Mischung konnte Herschel die Sonne selbst zur Mittagszeit an einem Reflektor von 9 Zoll Spiegeldurchmesser ohne Gefahr für das Auge oder die Gläser beliebig lange beobachten. Auch folgende Kombinationen von Gläsern geben nach W. Herschel gute Resultate: zwei dicht aufeinanderliegende dunkelgrüne Gläser, von denen das eine auf der einen Seite angeraucht worden; ein dunkelblaues Glas mit einem bläulichgrünen verbunden, wovon letzteres ebenfalls auf einer Seite angeraucht worden. Die angerauchte Fläche muß dem Auge zugekehrt werden, weil die Hitze den Ruß leicht auflöst. Beide Verbindungen zeigen die Sonne ungewöhnlich schön und erregen nur wenig Wärme. Zum Anräuchern der Gläser bedient man sich am

besten eines Talglichtes. Cooper in Markree Castle benutzte eine Lösung von Alaun in Wasser, dabei aber eine dunkle Brille. Auf diese Weise wurde das Sonnenlicht genügend geschwächt, um an voller Öffnung (von 13,3 engl. Zoll) eines 25 füßigen Refraktors beobachten zu können. Andrews schlug vor, das zu Sonnenbeobachtungen dienende Okular aus zwei komplementär gefärbten Glaslinsen herzustellen, eine Idee, die Beachtung verdient. Unter Umständen leistet auch ein berußtes weißes Glas gute Dienste, und nicht mit Unrecht rühmt Prince davon, daß es die Hitze vortrefflich mildere. Durch Anrauchen in verschiedenem Grade kann man sich nach Belieben für stärkere oder schwächere Abblendung einrichten, und ich habe durch Vergleich mit farbigen Gläsern gefunden, daß mit einfachen, berußten Glasflächen gute Sonnenbilder erhalten werden. Natürlich sind solche Rauchgläser sehr vergänglich, aber man kann sie dafür ebensoleicht wieder herstellen, und durch ein darüber gelegtes, ähnliches Glasstückchen, das ringsum durch Papierstreifen an der Berührung der geschwärzten Fläche gehindert wird, schützen. Eine eigentümliche Methode, das Sonnenlicht zu blenden, wendete Dawes an. Er brachte im Brennpunkte des Objektivs, oder vielmehr etwas diesseits desselben, eine undurchsichtige Elfenbeinplatte an, in welcher sich eine außerordentlich feine Öffnung befindet. Durch diese kann nur von einem äußerst kleinen Teile der Sonnenoberfläche Licht in das Auge des Beobachters gelangen, und letzterer bedarf keines weiteren Blendglases. Secchi hat diese Methode der Beobachtung ebenfalls häufig angewandt. Er bediente sich dazu einfach einer mit Bleiweiß überzogenen, gewöhnlichen Visitenkarte, in welche mit einer glühenden Nadel eine feine Öffnung eingestochen war. Weit entfernt, zu verbrennen, schwärzte sich diese Karte nicht einmal, ungeachtet der bedeutenden Hitze, die sich im Brennpunkte des großen Objektivs konzentrierte. Der einzige Übelstand bei dieser Einrichtung ist nach Secchis Urteil nur der, daß das Gesichtsfeld sehr klein wird; aber dieser Mangel, sagt der genannte Beobachter, wird doch teilweise wieder dadurch aufgewogen, daß der größte Teil der Sonne verdeckt bleibt, und daher das weniger angegriffene Auge imstande ist, alle Einzelheiten genauer zu untersuchen. Dove schlug vor, die Oberfläche des Fernrohrobjektivs nach der von Liebig entdeckten Methode zu versilbern. Die Sonne erscheint dann als blaue Scheibe in mildem, das Auge nicht angreifendem Lichte, und auch die Hitze ist sehr gemindert. Indessen dürfte sich nicht leicht jemand entschließen, das Objektiv seines Instrumentes für alle anderen Beobachtungen unbrauchbar zu machen. Die unzweifelhaft beste Vorrichtung zu Sonnenbeobachtungen ist das zuerst von Porro erdachte Polarisationsheliоskop. Dasselbe zeigt die Sonne in ihrer natürlichen Färbung, und gestattet außerdem, dem Bilde nach Belieben diejenige Helligkeit zu geben, welche der Beobachter für sein deutliches Sehen am geeignetsten hält. Fig. 23 zeigt ein heliоskopisches Okular im Durchschnitt. Dasselbe besteht äußerlich aus einer niedrigen Büchse AA', die mittels des Schraubengewindes CC' an dem Okularauszug des Fernrohres befestigt wird. In dieser Büchse befinden sich zwei in 45° gegen die optische Achse geneigte Planspiegel aa' und in einer zweiten Büchse BB' zwei andere $a''a'''$. Die runde Öffnung der Büchse BB' ist über der Mitte des Spiegels a' angebracht und das auf dieser Büchse oben angeschraubte Okular O schaut mitten auf den Spiegel a'''. Ein Lichtstrahl s', welcher

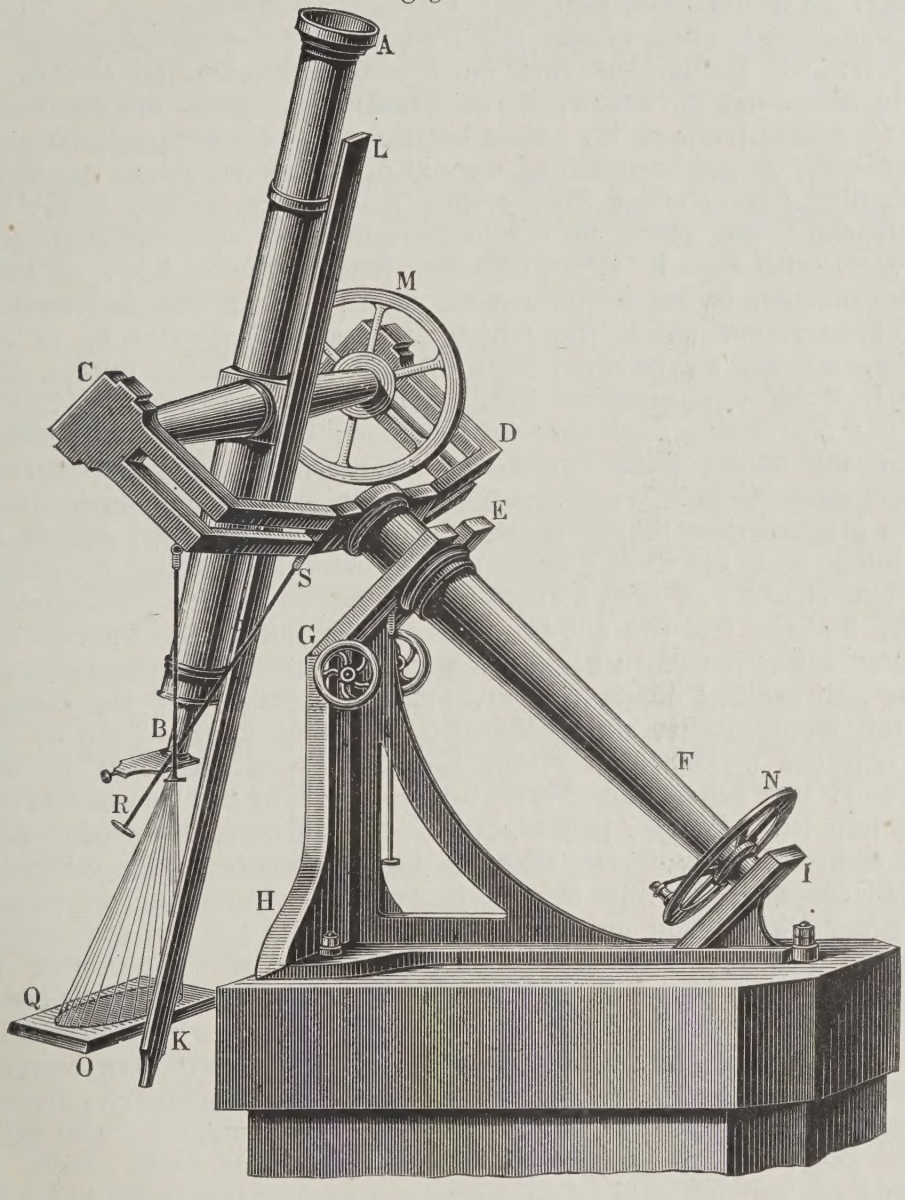
Fig. 23.



vom Objektiv kommt, wird also, wie die gestrichelte Linie in der Figur zeigt, viermal reflektiert, ehe er bei s aus dem Okular austritt und in das Auge des Beobachters gelangt. Die Büchse BB' ist über der anderen AA' drehbar, so daß die Ebenen der oberen Spiegel $a''a'''$ mit denjenigen der unteren aa' einen beliebigen Winkel machen und das Licht auf diese Weise mittels Polarisation von der normalen Intensität bis zur völligen Verdunkelung abgeschwächt werden kann.

Secchi wandte bei seinen Sonnenbeobachtungen häufig und mit großem Vorteile die Projektionsmethode an. Fig. 24 zeigt das 6zöllige Äquatorial, dessen er sich dabei bediente, samt der Vorrichtung zum Projizieren. Letztere besteht aus einer

Fig. 24.



Latte KL, an welcher das mit weißem Papier überzogene Brettchen OQ befestigt ist, so daß dasselbe senkrecht zur optischen Achse des Fernrohres steht. Das Okular B wird so weit herausgezogen, bis das Bild auf der Papierfläche möglichst scharf erscheint. Um die zarteren Partieen des Bildes wahrzunehmen, muß dasselbe dem direkten Sonnenlichte entzogen werden. Dies erreicht man leicht dadurch, daß die Projektionstafel rings in geeigneter Weise dicht mit schwarzem Tuche umgeben wird, oder daß man das Fernrohr in einem Raume aufstellt, den man so abschließen kann, daß nur auf das Objektivglas Sonnenlicht fällt.

Ein einfaches helioskopisches Okular von vortrefflicher Wirkung besteht in

einem Prisma, welches in der Nähe des Fernrohrokulars so in den Lichtkegel, der aus dem Okular kommt, eingesetzt ist, daß die Strahlen an der Hypotenusenfläche des Prismas unter einem Winkel von 90° reflektiert werden. Auf diese Weise wird ein beträchtlicher Teil der Licht- und Wärmestrahlung der Sonne durch das Prisma abgelenkt und mit einem mäßig dunkeln (violetten) Moderationsglase kann die Sonnenoberfläche bequem beobachtet werden.

Die Beobachtung des Details der Sonnenoberfläche ist übrigens stets schwierig, und die größten Instrumente bewähren hier ihre Überlegenheit im allgemeinen weniger. Der Grund liegt darin, daß die Sonnenwärme die Quelle aller aus der Unruhe der Luft resultierenden Undeutlichkeit ist. Daher ist es auch keineswegs gleichgültig, zu welcher Tageszeit man die Sonne untersucht. O. Lohse, der mit dem Bothkamper Refraktor genaue Untersuchungen der Sonnenoberfläche angestellt hat, bemerkt: „Ein Haupterfordernis, um Beobachtungen wie die in Rede stehenden mit Erfolg ausführen zu können, ist die zweckmäßige Wahl der Beobachtungszeit. Denn da die Sonne selbst es ist, welche die Unruhe in der Erdatmosphäre veranlaßt, so hängt die Stärke der Luftwallung wesentlich ab von der Länge der Bestrahlung, und es ist nicht jede beliebige Stunde eines wolkenlosen Tages, in der die Sonne einen genügend hohen Stand über dem Horizonte hat, zur Beobachtung geeignet. Mittags z. B. wird man in unseren Breiten selten imstande sein, es zu einer gewissen Beständigkeit in der Auffassung der zarten Details der Sonnenoberfläche zu bringen, denn bereits um 11 Uhr tritt zumeist eine große Unruhe in der Atmosphäre ein, die sich im weiteren Verlaufe des Tages selten wieder vermindert. Nach den in Bothkamp gemachten Erfahrungen war gewöhnlich die beste Zeit zur Beobachtung der Sonne zwei oder drei Stunden vor Mittag; in einigen Fällen konnte auch mit Erfolg einige Stunden vor Sonnenuntergang beobachtet werden." Im Winter wird die schärfere Wahrnehmung der Sonnenphänomene häufig durch Beschlagen des Objektivs beeinträchtigt. Spörer bemerkt, daß, als er an einem schönen, kalten Tage die Sonne betrachtete, zu seinem Erstaunen die ganze Scheibe völlig fleckenfrei und von ganz gleichförmigem Glanze bis zum Rande erschien. Es ergab sich, daß das Objektiv auf der innern Seite mit feinen Eiskrystallen belegt war, welche beim Abnehmen der Fernrohrkappe noch nicht vorhanden waren, und sich in der Zeit gebildet haben mußten, als das Fernrohr auf die Sonne gerichtet wurde und dann zufällig einige Minuten unbenutzt stand. Derselbe Beobachter glaubt, daß der gleichförmige Glanz den die Sonne bisweilen im Winter zu haben scheint, und dessen auch Schwabe gedenkt, auf den angedeuteten Umstand zurückzuführen sei. „Es ist", sagt er, „nicht zu vermeiden, daß feuchte Luft in das Fernrohr eindringt, zumal beim Wechseln der Okulare das Rohr geöffnet ist. Bei anhaltend feuchtem Wetter wird also der innere Luftraum vollkommen feucht werden, und ein feiner Niederschlag auf der inneren Wandung wie auf dem Objektiv kann nicht fehlen. Letzterer wird bei Sternbeobachtungen noch unmerklich sein; bei Sonnenbeobachtungen muß sich der Niederschlag auf der inneren Fläche des Objektivs in nachteiliger Weise steigern. In einem geheizten Zimmer beschlagen die Fensterscheiben; ebenso ist es mit dem Fernrohr. Die Sonnenstrahlen erwärmen den inneren Raum, während das Objektiv kalt bleibt; die Feuchtigkeit, welche sich an der Wandung niedergeschlagen hatte, kommt zur Verdampfung, also daß die eingeschlossene Luft auch mit zunehmender Temperatur feucht bleibt, daher denn der Niederschlag an dem kalten Objektiv vermehrt wird." Spörer hat diesen Übelstand dadurch beseitigt, daß er nach der Beobachtung eine Schale mit Chlorcalcium in das Rohr setzte.

Erscheinungen auf der Sonnenoberfläche am Fernrohre. Der teleskopischen Beobachtung der Sonne bieten sich im allgemeinen fünf Arten von Erscheinungen dar: 1. die dunkeln Flecke, 2. die hellen Flecke, 3. die Granulation der Oberfläche, 4. Phänomene in der Sonnenatmosphäre, 5. Erscheinungen vor der Sonnenscheibe.

1. Die dunkeln Flecke.

Schon an einem kleinen (Hand-) Fernrohre stellen sich diese Flecke als schwarze Punkte dar, ja einzelne derselben sind bisweilen so groß, daß man sie, wenn die Sonne beim Auf- oder Untergange nahe am Horizont steht, mit unbewaffnetem Auge sehen kann, auch zeigt sich die Sonne, wenigstens für kleine Instrumente, bisweilen auf kurze Zeit fleckenfrei.

Die Flecken sind keineswegs in allen Teilen der Sonne gleich zahlreich; in der Nähe des Äquators erscheinen sie selten, ebenso jenseits des 40. Grades nördlicher und südlicher Breite der Sonnenkugel. Am häufigsten kommen sie in zwei Zonen zwischen 10° und 30° nördlicher und südlicher Breite vor, die man in einer Zeit, welche an solchen Benennungen Gefallen fand, die königlichen Zonen nannte. Nach den Erfahrungen Spörers fehlen jedoch Flecken auch in hohen Breiten der Sonnenkugel nicht, nur sind sie hier fast immer so klein, daß ein kraftvolles Fernrohr und ruhiger Zustand der Luft erforderlich ist, um sie wahrzunehmen. Größere Flecke in höheren heliographischen Breiten sind indessen überaus selten, wie z. B. derjenige, den Lahire in 70° nördl. Br. auf der Sonnenscheibe gesehen haben will.

Bei den größeren Flecken sieht man häufig schon an schwacher Vergrößerung, daß sie aus zwei Teilen bestehen, einem sehr dunkeln Kern und einem diesen umgebenden Saume, der den Namen Penumbra oder Halbschatten erhalten hat. An gewöhnlichen Ferngläsern zeigt sich die Penumbra meist grau und häufig homogen, seltener mit kleinen schwarzen Flecken besetzt, auch im allgemeinen in ähnlichen Umrissen wie der Kern des Fleckes. An stärkeren Fernrohren verschwindet diese Monotonie und man erkennt, daß sowohl der Kern wie die Penumbra der größeren und selbst mäßig großer Flecke außerordentlich reich gegliedert ist. Der Kern selbst ist durchaus nicht schwarz, sondern erscheint nur dunkel infolge des Kontrastes mit der hellen Sonnenscheibe. Man überzeugt sich hiervon, wenn man Gelegenheit hat, einen Durchgang des Merkur vor der Sonne zu beobachten. Die uns dann zugewandte Nachtseite dieses Planeten entbehrt thatsächlich des Lichtes, und neben ihr erscheinen die dunkelsten Kernflecke der Sonne in lichtem Braungrau. Ohne diese seltene Gelegenheit abwarten zu müssen, kann man die Farbe großer Flecke auch mit dem Himmelsgrunde in der Nähe des Sonnenrandes vergleichen, und wird dann wahrnehmen, daß dieser ungleich dunkler ist, obgleich er doch vom Lichte der Sonnen- und Erdatmosphäre erhellt wird. W. Herschel[1]) schätzte die Intensität eines Kernfleckes zu 0,007, jene der Penumbra zu 0,47 der durchschnittlichen Helligkeit der Sonnenscheibe, doch beruht diese Schätzung auf sehr unsicheren Grundlagen. Nach den photometrischen Messungen von Guy und Thollon[2]) würde die Intensität eines Kernfleckes etwa 0,1 von derjenigen der benachbarten Photosphäre sein. Dawes hat zuerst gefunden, daß im Inneren mancher Kerne noch dunklere Stellen erscheinen, die ziemlich scharfe Grenzen haben, und die sich zu den

---

[1]) Phil. Trans. Royal Soc. London, 1801, p. 354. — [2]) Compt. Rend. Acad. Paris. T. 95, p. 834.

Kernen fast verhalten wie diese zur Penumbra. Secchi hat diese Dawesschen Punkte ebenfalls gesehen. Bisweilen sind sie ziemlich leicht sichtbar, und es scheint, daß sie nur wegen zu dunkler Blendgläser früher übersehen worden sind. Howlett und andere haben sie gelegentlich ohne besondere Vorrichtungen mit einem einfachen Dämpfglase erkannt, Buffham angeblich mit einem Achromaten von $2^1/_2$″ Öffnung. Neben diesen dunkeln Punkten zeigen sich in den großen Kernflecken aber auch bisweilen hellere, schleierähnliche Gebilde. Dawes hat dieselben entdeckt, und ich habe sie ebenfalls häufig gesehen, möchte sie aber eher mit Nebelstreifen vergleichen. Am Polarisationsheliosкop findet man nach Secchi diese Schleier meist karminrot gefärbt, und diese Färbung soll so deutlich sein, daß eine Täuschung

Fig. 25.

nicht möglich ist. Die Fig. 25 und 26 zeigen solche Flecke und ihre Schleier nach Zeichnungen von Secchi. Schwabe in Dessau fand manchmal in großen Kernflecken rotbraune Stellen und Capocci 1826 in einem großen Doppelfleck eine Art von violettem Nebel. Birmingham sah einst eine rötliche Wolke, anscheinend zwischen der Penumbra und dem Kerne.

Die Gestalt der Kerne ist sehr mannigfaltig. An schwacher Vergrößerung erblickt man meist eine rundliche Form derselben, allein wenn man bei guter Luft zu stärkeren Okularen greift, so erkennt man die polygonale Gestalt dieser Massen ohne Schwierigkeit. Dieses Aussehen ist aber nicht unveränderlich, vielmehr finden stets Auflösungen und Neubildungen statt, wodurch die Kerne von Tag zu Tag, bisweilen sogar von Stunde zu Stunde ein verändertes Aussehen gewinnen. Die größeren Flecke haben ge-

wöhnlich den längsten Bestand, sie kehren bisweilen während mehrerer Sonnenrotationen zurück. Das ist im allgemeinen das Maximum ihrer Dauer; durch sichere Beobachtungen hat bis jetzt nur Young konstatiert, daß ein Sonnenfleck 18 Monate hindurch bestanden hat.

Bisweilen sieht man die Kernflecke sich zerteilen. Es bilden sich dabei leuchtende Streifen oder Brücken, die einzelne Teile des Fleckes abschnüren. Der Vorgang ist nach Secchi derart, als wenn die helle Materie der Umgebung des Fleckes von verschiedenen Seiten auf diesen einstürze. Diese Teilung geht in der Regel der Auflösung und dem völligen Verschwinden des Kernes voran. Dem unmittelbaren Augenscheine entsprechend, dürfte man bei solchen Teilungen an ein wirkliches Zerbrechen der den Kern bilden-

Fig. 26.

den Masse denken, doch hält Secchi eine solche Vorstellung für unrichtig, und glaubt an ein Eindringen der hellen, leuchtenden Sonnenmaterie in den dunkeln Fleck. Spörer[1]) erwähnt, daß man bisweilen innerhalb des Kernes eines großen Sonnenflecks intensiv helle Punkte, oder Adern, auch verhältnismäßig große, helle Stellen sieht, die nicht mit der Umgebung des Fleckes in Verbindung stehen. In diesem Falle müsse man an Eruptionen denken, welche den Kern des Fleckes durchbrochen haben. Wollaston beobachtete die Zerteilung eines Sonnenfleckes mit größter Deutlichkeit, und war davon außerordentlich überrascht. „Einst", sagt er, „sah ich durch einen 12″ langen Reflektor einen Fleck unter meinen Augen in Stücke brechen. Ich hatte

[1]) Tagebl. der 57. Vers. deutscher Naturforscher, 1884, S. 145.

einen solchen Vorgang durchaus nicht erwartet, und bin deshalb nicht imstande, alle Einzelheiten anzugeben. Die Erscheinung selbst kam mir vor, als wenn man ein Stück Eis auf einen gefrorenen Teich wirft, dieses zerbricht und die Stücke nach allen Richtungen davonfliegen." Eine ähnliche Beobachtung macht Bayley. Umgekehrt hat man bisweilen gesehen, daß sich mehrere Flecke vereinigen, und selbst ihre Penumbren sich gegenseitig bedecken. Eine solche Beobachtung machte Raschig am 15. März 1816. Er benutzte ein Fernrohr von Reichenbach mit 38‴ Öffnung und 44facher Vergrößerung. Zwei dunkle Flecke mit nebeliger Umhüllung deckten sich zur Hälfte, so daß der dunkle Kern des einen im Rande der Penumbra des anderen lag. Hallaschka beschreibt eine ähnliche Wahrnehmung, wobei sich zwei Flecke zum Teil deckten, und durch eine eigene Farbe voneinander unterschieden. Am 12. März 1864 wurde die gleiche Erscheinung auf der Wiener Sternwarte beobachtet. Zwei fast gleich große behofte Flecke standen sehr nahe bei einander. Der östliche verdankte seine Entstehung der Vereinigung mehrerer an den vorhergehenden Tagen beobachteter kleinen Flecken, und wurde von der Penumbra des anderen teilweise verdeckt. Eine Täuschung, sagt der Beobachter, Professor Weiß, konnte bei der Wahrnehmung nicht vorkommen, da die Fleckengruppe mit verschiedenen Vergrößerungen und Sonnengläsern betrachtet wurde; immer schien die Penumbra des vorangehenden Fleckes einen Teil der helleren des folgenden zu überdecken. Am folgenden Tage waren die Flecke soweit auseinandergetreten, daß ihre Penumbren sich gegenseitig nur noch berührten.

Bisweilen zeigen einzelne Flecke eine Art rotierender Bewegung, und man glaubt an schwacher Vergrößerung wirklich eine Umdrehung zu bemerken. „Häufige und ausdauernde Beobachtung an starker Vergrößerung belehrt darüber, daß bei einem Gebilde, welches eine Drehung erfahren zu haben scheint, fast nur eine vorwiegende Auflösung der Kernmassen an dem einen Rande und gleichzeitige Neubildung an anderen Randstellen stattgefunden haben, während örtliche Verschiebung der Massen nur in sehr beschränkter Weise anzunehmen ist. So ist überhaupt bei Ortsveränderungen der Flecke, selbst wenn für schwache Vergrößerungen die Gestaltänderung gar nicht mehr auffällig ist, niemals an gewöhnliches Fortschieben unveränderlicher Massen zu denken, sondern an gewaltsames Fortwälzen derselben unter unaufhörlichen Veränderungen, namentlich unter Neubildungen an dem einen und Auflösungen an dem anderen Ende" (Spörer). Diese fortschreitenden Umbildungen sind es auch, welche zum guten Teile die wahrgenommenen Ortsveränderungen der Flecke hervorrufen. Denn neben der allgemeinen Rotation besitzen diese auch eigene Bewegungen, gleich als wenn sie von gewaltigen Stürmen über die Sonne fortgetrieben würden. Doch ist zu bemerken, daß, wenn mehrere Flecke eine größere Gruppe bilden, die Bewegung der einzelnen Flecke nach Richtung und Geschwindigkeit bisweilen ganz verschieden voneinander ist.

Die Penumbra hat im allgemeinen die Gestalt des Kernfleckes, den sie umgiebt. Mit starken Vergrößerungen erkennt man, daß der Halbschatten keineswegs homogen, sondern unregelmäßig strahlig ist, indem hellere und

dunklere Striche oder Punkte gegen den Kern gerichtet sind, wie Secchi betont, durchaus unregelmäßig; „einige haben das Aussehen von Stromwindungen, und verbreitern sich in dem Maße, wie sie sich vom Mittelpunkte entfernen. Die meisten sind blätterförmig zusammengesetzt, oder bestehen aus verlängerten, mit ihren Enden aneinanderstoßenden Knoten, so daß sie einen ununterbrochenen Strom zu bilden scheinen." Häufig sehen die dunkeln Punkte in der Penumbra aus, als wenn sie Fetzen des Kernfleckes wären, die durch Wirbelbewegung oder auf andere Weise abgerissen und fortgetrieben worden seien. Merkwürdig ist, daß der innere Teil der Penumbra in der Nähe des dunkeln Kernes meist etwas heller erscheint, als die übrigen Partieen derselben. Bisweilen ist jene Zone selbst so hell, daß der Fleck das Aussehen gewinnt, als ob er von einem hellen Ringe umgeben sei.

Verfolgt man einen größeren, mit Penumbra umgebenen Flecken auf seinem Laufe von der Mitte bis gegen den Rand der Sonnenscheibe hin, so bemerkt man oft, daß der schwarze Kern seine symmetrische Lage gegen die Penumbra mehr und mehr verliert. Je näher der Fleck dem Sonnenrande kommt, um so mehr nähert er sich dem nach dem Mittelpunkte der Sonne gekehrten Rande der Penumbra. Diese Wahrnehmung hat zuerst (1770) den Pfarrer Schülen zu Essingen in Württemberg auf die Vorstellung geführt, daß die dunkeln Flecke Vertiefungen in der leuchtenden Sonnenphotosphäre seien, eine Hypothese, die später von Wilson und Herschel weiter ausgeführt worden ist.

Diese sogenannte excentrische Hofstellung zeigt sich am deutlichsten an kleinen Fernrohren und bei schwachen Vergrößerungen. Wendet man größere Instrumente an, so sieht man nicht selten, daß die Penumbra eines dem Sonnenrande nahen Fleckens gerade in ihrem dem Mittelpunkte der Sonnenscheibe zugewendeten Teile am breitesten ist; auch zeigen sich an starken Vergrößerungen so merkwürdige Unregelmäßigkeiten der Penumbra, daß man diese doch wohl nicht immer ohne weiteres als den trichterförmigen Abhang einer nach dem Sonneninnern führenden Öffnung ansehen kann.

Das Spektrum der Sonnenflecke ist hauptsächlich durch eine Verbreiterung oder Verdickung der dunkeln Linien charakterisiert. Eine genaue und vergleichende Untersuchung des Spektrums eines Sonnenfleckes aus der Zeit eines Minimums und aus derjenigen eines Maximums haben S. J. Perry und A. L. Cortie ausgeführt[1]). Sie beschränkten sich dabei jedoch auf den Teil des Spektrums, welcher zwischen der Linie *D* und *C* liegt. Es ergab sich, daß die Verbreiterung schwacher Linien sowohl in der Maximum-, wie der Minimumperiode vorkommt; besonders hervorzuheben sind drei Linien $\lambda = 6039{,}3$, 6053,28 und 6061,7, die im gewöhnlichen Sonnenspektrum kaum wahrnehmbar sind, aber in beiden Flecken stark verbreitert waren. Andererseits waren die stark verbreiterten Metalllinien viel zahlreicher im Minimumfleck als in dem der Maximumperiode; es verhielten sich die Zahlen bei den Eisenlinien wie 27 zu 8.

---

[1]) Monthly Notices, **49**, 1889, p. 410.

Ist der Kern eines Sonnenfleckes von einer leuchtenden Masse durchbrochen, so erscheint diese spektroskopisch als helle Linie in der ganzen Erstreckung der dunkeln Bande, die der Fleck im Spektroskop darstellt.

Um von den Veränderungen im Aussehen großer Sonnenflecke eine Vorstellung zu geben, möge hier auszüglich die ausgezeichnete Reihe von Beobachtungen und Zeichnungen folgen, welche Dr. Lohse auf der Bothkamper Sternwarte über einen anfangs Juli 1872 sichtbar gewordenen sehr merkwürdigen Sonnenfleck publiziert hat.

„Juli 2, 23^h 8^m mittlere Zeit (Fig. 27). Die eigentümlichen Gestaltungen in der Penumbra des mit mehreren Kernen versehenen Fleckes ließen erkennen, daß derselbe im ersten Stadium des Entstehens war.

Die Materie der Penumbra schien Ähnlichkeit mit einem zähflüssigen, geschmolzenen Gemisch zu haben, dessen heterogene Bestandteile sich nicht durchdrangen

Fig. 27.

und zum Teil in parallelen Schlieren nebeneinander hinliefen. Das letztere fand hauptsächlich zwischen den beiden Hauptkernen statt, von denen der südwestlich gelegene, gesonderte helle, nebelartige Partieen auf sich erkennen ließ.

Die weitreichenden dunkeln Ausläufer der Kerne zogen sich zwischen den leuchtenden Strömen hin. Der Rand der Penumbra erschien nicht so auffallend durch größere Dunkelheit markiert, wie man es bei fertig gebildeten Flecken stets zu beobachten Gelegenheit hat, und konnten die regelmäßigen, reiskörnerartigen Partieen in der Penumbra nicht wahrgenommen werden.

Der Durchmesser des Fleckes wurde annäherungsweise zu 55″ bestimmt.

Juli 4, 6^h 23^m mittlere Zeit (Fig. 28). Die Gestalt der Kerne, ihre Größe und gegenseitige Lage hatte sich seit der vorhergehenden Beobachtung sehr verändert, überhaupt hatte sich der Fleck über einen größeren Flächenraum ausgebreitet. Die Kerne waren zum Teil mit einem matt leuchtenden Schleier überzogen, welcher neben der tiefen Schwärze derselben dem Auge eine brillante Erscheinung bot. Der Anblick des ganzen Komplexes mit seinen chaotischen Abwechselungen von Hell und Dunkel war überaus großartig.

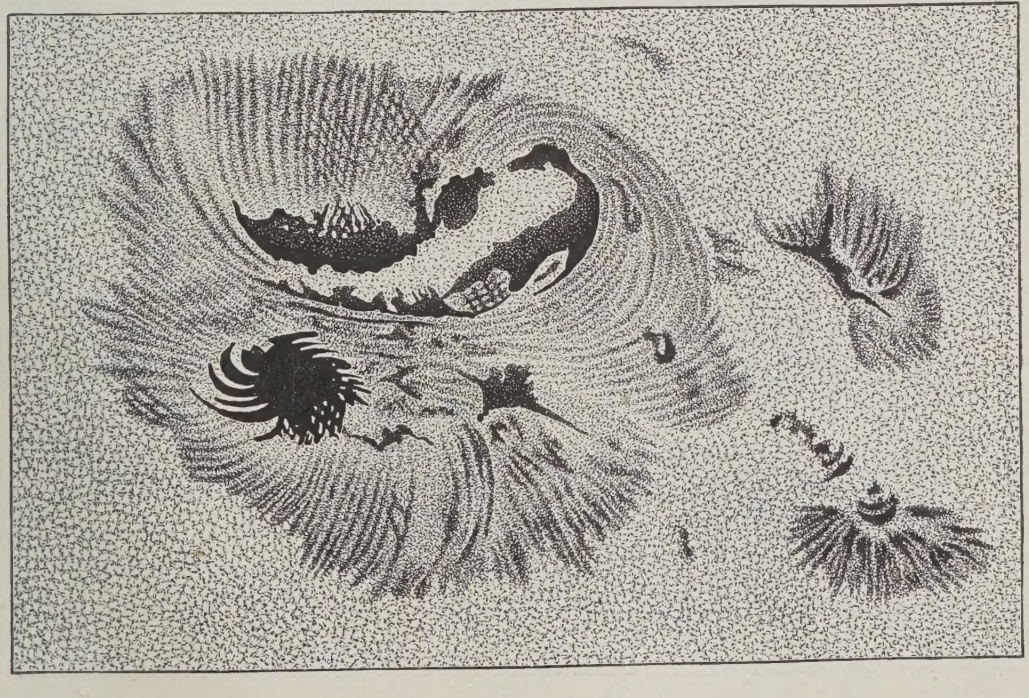
Die leuchtende Materie zwischen den beiden Hauptkernen zeigte noch immer mit großer Deutlichkeit eine Strömung an, deren Richtung in der Nähe der Kerne

durch Kombination mit einer zweiten Kraft abgelenkt zu werden schien, so daß die in die Kerne hineinragenden hellen Partieen zahnförmig umgebogen waren.

Juli 5, $21^h\ 6^m$ mittlere Zeit (Fig. 29). Zwei kleinere Flecken waren neben dem Hauptflecke zu beobachten. Der letztere ließ in der Strömungsrichtung der

Fig. 28.

Fig. 29.



leuchtenden Materie an mehreren Stellen eine wirbelnde Bewegung der Gasmassen erkennen. Der nördlich gelegene, schleifenförmig gestaltete Kern umschloß eine helle Partie, die sich durch ganz besondere Lichtintensität auszeichnete. An demselben Kern erschien weiter gegen Norden die Penumbra doppelt gestreift, so daß man vermuten mußte, daß hier die leuchtende Materie in zwei Schichten sich in verschiedener Richtung bewege.

Juli 6, $21^h\ 0^m$ mittlere Zeit (Fig. 30). Die Kerne des Fleckes hatten sich wieder sehr verändert. Die Querstreifung der Penumbra an derselben Stelle, wie gestern, deutlich gesehen. Die Partieen zwischen den Kernen zum Teil durch ihre intensive Lichtintensität ausgezeichnet.

Fig. 30.

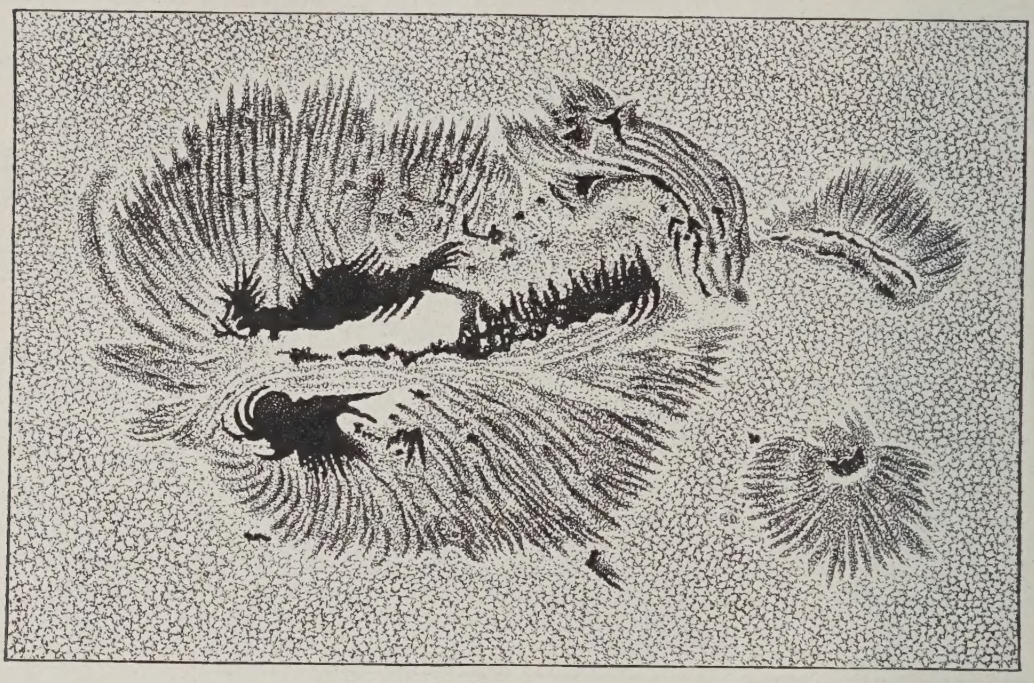
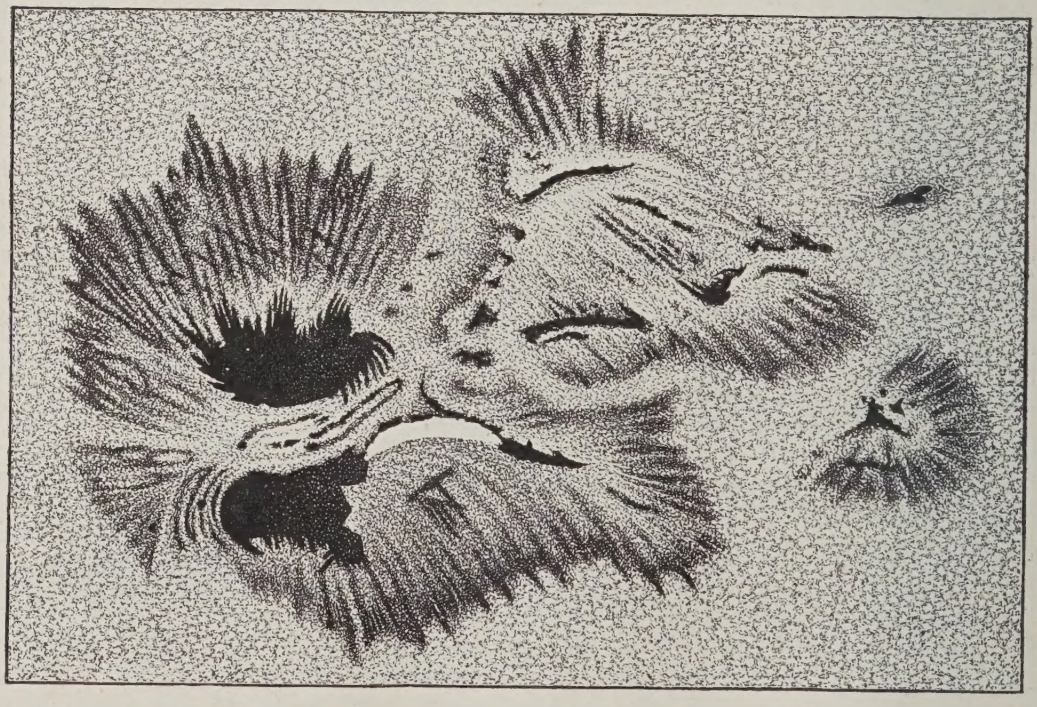


Fig. 31.



Juli 7, $21^h\ 30^m$ mittlere Zeit (Fig. 31). Der östliche Teil des Fleckes schien bereits wieder in der Auflösung begriffen zu sein, einer von den beiden abgesonderten kleinen Flecken war ziemlich ganz verschwunden. Die zwischen den beiden Hauptkernen strömende leuchtende Materie machte den Eindruck des Erhabenseins im Vergleich zu den Kernen und strahlte ein intensiv gelbliches Licht aus.

Die Wahrnehmung der gelblichen Färbung heller Brücken hatte ich auch bei

anderen Flecken oft Gelegenheit zu machen, und ist dieselbe bei Benutzung des polarisierenden Okulars, welches die farbigen Gläser ausschließt, ebenfalls in derselben Nüance zu sehen."

Die Wärmestrahlung der Sonnenflecke ist zuerst von Henry und Alexander[1]) untersucht worden, indem sie an einem $4^1/_2$ füßigen Refraktor mit Hülfe einer Thermosäule diese Strahlung mit derjenigen der benachbarten Sonnenfläche verglichen. Aus 12 Versuchen am 4. Januar 1845 ergab sich im Mittel, daß ein Fleck nur 0,8 der Wärme der benachbarten hellen Fläche ausstrahlte. Dieser Unterschied ist geringer, als man erwarten konnte, aber auch die späteren Untersuchungen von Langley[2]) ergaben für die Strahlung der Penumbra 0,80, für diejenige des Fleckenkernes 0,54. Ähnliche Resultate hat Frost[3]) gefunden und außerdem gezeigt, daß der Wärmeunterschied größer ist, wenn der Fleck sich mitten auf der Sonnenscheibe befindet, als wenn er nahe am Rande derselben steht, womit auch die Beobachtungen von Wilson (1893) übereinstimmen[4]).

2. Die hellen Fackeln.

Die dunkeln Flecken werden meist von hellen Stellen der Sonnenoberfläche umgeben, welche man Fackeln nennt und die Chr. Scheiner zuerst wahrnahm[5]). Um diese deutlich zu sehen, darf man sich keines zu dunkeln Blendglases bedienen. Ich habe sie oft ohne Dämpfglas recht schön erkannt, wenn die Sonnenscheibe durch dichtes Gewölk oder nebelerfüllte Luft so abgeschwächt erschien, daß sie mit bloßem Auge gut betrachtet werden konnte. Läßt man das Sonnenbild des Fernrohres in einem vollständig verdunkelten Zimmer auf ein weißes Papier fallen, so sieht man die Fackeln mit ungemeiner Deutlichkeit in den verschiedensten Teilen der Sonnenscheibe, bis nahe an den Rand derselben. Sie zeigen sich als mehr oder minder große helle Flecke oder Knoten; häufig verlaufen sie in Gestalt von aderförmigen Lichtstreifen, die am deutlichsten in den mittleren Teilen der Sonnenscheibe wahrgenommen werden. Die Fackeln scheinen Vorläufer der Flecke zu sein, und man kann bisweilen an der sich steigernden Lichtintensität den Ort erkennen, wo ein Fleck aufbrechen wird. Große, die Fleckengruppen umgebende, und diese an Ausdehnung vielfach übertreffenden Fackelbezirke haben bisweilen eine ziemlich lange Dauer. Secchi hat einige Male Fackeln am Sonnenrande als deutliche Erhöhungen von 1″ über den Umfang der Scheibe wahrgenommen, und hält hiernach die Fackeln für wahre Erhöhungen, worin ihm P. J. Fényi beistimmt[6]).

A. Wolfer hat die Verteilung der Fackelbezirke auf der Sonne nach den Beobachtungen in Zürich während des Zeitraumes von Anfang 1887 bis 1889 untersucht[7]). Hierbei stellte sich heraus, daß in dem Zeitraume von Anfang 1887 bis Mitte 1889 die sämtlichen Fackelgruppen einer äquatorialen

---

[1]) Phil. Magazin, 3. Ser., 1846, p. 230; Pogg. Ann., Bd. 68, S. 102. — [2]) Monthly Notices, Vol. 37, p. 5. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3105, 3106. — [4]) Proceed. Royal Soc., 1894, Vol. 55, p. 246. — [5]) v. Braunmühl, Chr. Scheiners Leben. Bamberg 1891. S. 17. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 3355. — [7]) Vierteljahrsschr. d. naturf. Ges. in Zürich, 41. (Jubel-) Bd.

Zone angehörten, deren äußerste Grenzen sich ungefähr 20° nördlich und südlich vom Äquator entfernten, und daß erst von Mitte 1889 an einzelne Fackelgruppen in höheren Breiten (25° bis 30°) auftraten. Es liegt darin eine Bestätigung der für das Sonnenfleckenphänomen längst bekannten Thatsache, daß die nach einem Minimum neu erwachende Thätigkeit in höheren Breiten beginnt, während zugleich die letzten Thätigkeitsgebiete der abgelaufenen Periode in niederen Breiten erlöschen. Sodann zeigte sich die bemerkenswerte Thatsache, daß die Gesamtheit der von 1887 bis 1889 in niederen Breiten auftretenden Fackelgruppen mit geringen Ausnahmen sich um zwei ganz bestimmte Stellen der Sonnenoberfläche konzentrierte, welche einander diametral gegenüberstanden, während die von Mitte 1889 an in höheren Breiten sich zeigenden Gruppen von diesem Verhalten abwichen und dadurch ihre vollständige Unabhängigkeit von den erlöschenden Thätigkeitsgebieten in der Nähe des Äquators zu erkennen gaben.

Der hervortretende Glanz der Fackelflächen macht es, nach Ansicht Spörers, unzweifelhaft, daß die Fackeln als die heißeren Stellen der Sonnenoberfläche zu betrachten sind. Hieraus folgt notwendig, daß über ihnen aufsteigende Luftströmungen eintreten müssen, und daß infolgedessen von allen Seiten die Luft nach diesen heißeren Stellen hinströmen muß. Die aufsteigende Strömung wird nun in einer gewissen Höhe Abkühlungsprodukte erzeugen, während die seitlichen Zuströmungen, nach Spörers Ansicht, eine größere Verdichtung derselben bewirken, und sie uns dadurch als Wolke sichtbar machen. Diese Veränderungen in den einzelnen Teilen einer neugebildeten Gruppe sind nach Spörer teilweise auch durch die verschiedene Höhe der Wolkenpartieen und das allmähliche Herabsinken derselben zu erklären. Nach Bildung der Flecke werden abwärts gerichtete Strömungen eintreten. „Die Temperaturverminderung oberhalb einer Wolke, welche nach den Spektralbeobachtungen sehr beträchtlich sein muß, veranlaßt ein Niedersinken höherer Luftschichten, und kann dadurch wechselseitig Vergrößerung der Wolkenbildung und Verstärkung der abwärts gerichteten Strömungen bewirkt werden (ohne anderen Einfluß würde somit der Fleck unbegrenzt wachsen können). Die absteigenden Strömungen müssen an den Wolken einen seitlichen Ausweg suchen, und bei vollständiger Regelmäßigkeit nach allen Seiten divergieren, dadurch aber benachbarten Protuberanzen eine vom Fleck abgewandte Richtung erteilen." Indem solche divergierenden Richtungen nicht ursprünglich, sondern später bei den Flecken und Gruppen wirklich beobachtet werden, sieht Spörer darin einen Beweis für die Existenz der abwärts gerichteten Strömungen, nachdem anderweitig die Fleckenbildung eingeleitet worden.

Durch genaue Beobachtung und Untersuchung des Thätigkeitsgebietes der großen Sonnenfleckengruppe von Februar 1892 kam A. Wolfer zu dem Ergebnisse[1]), daß die Region, in welcher diese Fleckengruppe entstand, schon während des ganzen Jahres 1891 eine vor allem durch die Fackelbildungen am vollkommensten ausgedrückte Thätigkeit von wechselnder, aber nie ganz erlöschender Intensität zeigte, und daß eine neue Phase derselben in zunehmender Stärke im Herbst 1891 begonnen zu haben scheint, welche ihren Höhepunkt im Februar 1892 erreichte.

Ähnliche Fälle, wenngleich von kürzerer Dauer, hat Wolfer bis 1887 wiederholt konstatieren können, und sie führen zu der Überzeugung, daß man durch die Verfolgung der Fackeln allein ein wenigstens ebenso vollständiges, sogar kontinuierlicheres und namentlich geringeren sekundären Schwankungen unterworfenes Bild von dem langperiodischen Verlaufe der Sonnenthätigkeit erhalten würde, als durch das Fleckenphänomen.

[1]) Vierteljahrsschr. d. naturf. Gesellschaft in Zürich 1895, Bd. 40, S. 139.

3. Die Granulation.

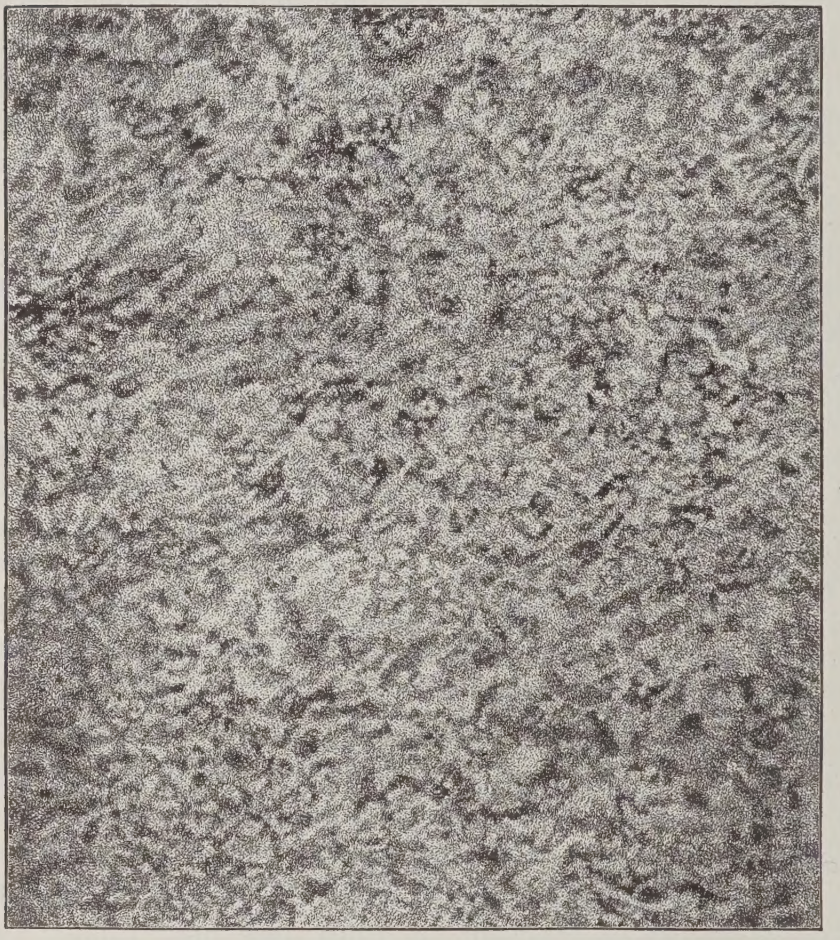
Zu ihrer deutlichen Wahrnehmung gehört neben guter Luft ein vortreffliches Teleskop, weshalb sie den früheren Sonnenbeobachtern entgangen ist. Nur das, was W. Herschel „Narben" nannte, scheint mit den Granulationen identisch zu sein. Fischer bemerkte 1788: „Das ganze Sonnenlicht sieht griesslicht aus, und ist aus lauter Punkten von hellerem und matterem Lichte, schwächerem und stärkerem Schatten, zusammengesetzt, wie ich bei genau beobachteten Projektionen allzeit gesehen. Am besten bemerkt man dies, wenn man von sichtbaren Flecken vorsichtig ausgeht, besonders in der Nähe des Sonnenrandes. Auch kommt eine leise Bewegung des Tubus dabei sehr zu statten." Ich habe dieses „griesliche" Aussehen der Sonnenscheibe bei Projektion recht häufig gesehen, aber es scheint mir doch zweifelhaft, ob es durch die eigentlichen Granulationen hervorgebracht wird. Auf letztere hat zuerst Dawes nachdrücklich hingewiesen. Er verglich sie sehr passend mit Reiskörnern. Bei 400facher Vergrößerung erschienen die matten Zwischenräume, welche die Körner voneinander trennen, gleichsam mit kleinen schwarzen Punkten bedeckt zu sein. Am Rande der Flecke konnte Dawes niemals Granulationen wahrnehmen, auch schien es ihm nicht, als wenn die einzelnen Körner ihre Gestalt oder Größe änderten. Die Beobachter in Bothkamp sahen die Granulierungen wiederholt als helle, rundliche Gebilde, welche etwas erhaben über ihrer weniger hellen Umgebung zu stehen schienen. Sie waren bis nahe an den Sonnenrand zu verfolgen, wenn sie auch wegen der Verkürzung dort weniger deutlich erschienen. Die einzelnen Gebilde waren an manchen Stellen perlschnurartig aneinandergereiht. Die Durchmesser der einzelnen Körner wurden auf 1″ bis 2″ geschätzt. Die Form derselben schien bei sehr günstiger Luft nicht immer rundlich und sehr verschieden; auch schienen rasche Veränderungen in Lage und Gestalt derselben vor sich zu gehen. Bei guter Luft ist es an einem größeren Fernrohre selbst bei mäßiger Vergrößerung nicht sehr schwierig, die Granulierung der Sonnenscheibe zu erkennen, bisweilen aber kann man, selbst mit starken Instrumenten, wenig davon wahrnehmen. Nasmyth nennt diese Gebilde Weidenblätter, und zeichnet sie in Gestalt kleiner Strohhälmchen; ich kann aber nicht finden, daß diese Zeichnung charakteristisch richtig wäre. Secchi machte dieselbe Bemerkung. Nach ihm beträgt der Durchmesser der Körner nur $^1/_4$″ bis $^1/_3$″, viel zu klein, wie es mir scheint. „Die Körner sind in ersichtlicher Bewegung, aber diese läßt sich inmitten der leuchtenden Masse der Photosphäre nur sehr schwer verfolgen. In der Nähe der sehr kleinen Flecke (Poren) ist dies jedoch schon leichter. Am Rande derselben sieht man nämlich, wie die Körner sich verlängern, sich bewegen und die Kontur der Poren vollständig verändern" (Secchi). Nach einer Wahrnehmung desselben Astronomen hatte sich infolge der Bewegung der Körner eine Pore von 6,4″ im Durchmesser nach Verlauf einer halben Stunde bereits zur Hälfte geschlossen; sechs Körner hatten sich senkrecht zu einer durch den Mittelpunkt gehenden Linie gestellt, und nahmen fast die Hälfte des ganzen Fleckes ein, und nach einer Stunde war dieser vollständig verschwunden. Die einzelnen Körner bewegten sich

hiernach mit einer Geschwindigkeit von mindestens 600 m in der Sekunde, welche die Schnelligkeit des Schalles also doppelt übertrifft.

Janssen hat bei seinen bisher unübertroffenen photographischen Aufnahmen der Sonnenoberfläche auch die Granulation dargestellt.

Die Fig. 32 ist die Wiedergabe einer älteren, von Janssen auf dem Observatorium zu Meudon am 10. Oktober 1877 morgens $9^h\ 36^m$ aufgenommenen Photographie der Sonne mit einem Durchmesser der Scheibe von 0,92 m. Diese Darstellung giebt das Aussehen der Granulation übrigens etwas anders, als der unmittelbare teleskopische Anblick. Bei der Aufnahme eines großen Sonnenflecks am 22. Juni 1885 fand Janssen, daß die Granulation sich auch auf die Penumbra und die Fackeln in der Umgebung des Fleckes erstreckt [1]). Außerdem fand er mit Hülfe seiner Aufnahmen eine eigentümliche Gestaltung der Sonnenoberfläche, die er als das photosphärische Netz bezeichnet [2]). Hiernach ist die Photosphäre in eine Anzahl mehr oder weniger voneinander abstehender Figuren geteilt. Während in den Intervallen dieser Figuren die Körner zwar von verschiedener Größe, aber doch deutlich und scharf begrenzt sind, erscheinen sie im Inneren derselben teilweise verschwunden und verzerrt; häufig manchen sie streifigen Gebilden Platz, so daß man annehmen darf, daß innerhalb dieser Flächen die photosphärischen Massen sehr heftigen Bewegungen ausgesetzt sind, welche die Granulation verwirren. Die gestörten Flächen selbst besitzen mehr oder weniger abgerundete Begrenzungen, zuweilen aber auch ziemlich geradlinige, so daß sie polygonförmig erscheinen. Der Durchmesser ist sehr verschieden; er erreicht häufig mehr als eine Bogenminute. Das photosphärische Netz ist optisch nie wahrgenommen worden. Die besseren Aufnahmen, welche Lohse mit dem Potsdamer Heliographen erhalten hat, lassen nach Scheiner aber Andeutungen des Netzes deutlich erkennen. Janssen ist der Ansicht, daß die Erscheinung dieses photosphärischen Netzes eine reelle ist, sie also auf der Sonnenoberfläche oder der Sonnenatmosphäre zu stande kommt. Scheiner hält

Fig. 32.



[1]) Compt. Rend. Acad. Paris, T. 105, p. 326. — [2]) Ibid. T. 85, p. 775.

dies mit Recht noch nicht für erwiesen und macht darauf aufmerksam, daß das Phänomen möglicherweise durch die Unruhe der Luft oder durch das photographische Verfahren (mit nassen Kolodiumplatten) hervorgerufen werde [1]).

4. Erscheinungen der Sonnenatmosphäre.

Das Vorhandensein einer Atmosphäre um die Sonne, welche an Ausdehnung unsere irdische Lufthülle weitaus übertrifft, ist durch die Beobachtungen bei Gelegenheit totaler Sonnenfinsternisse seit lange erwiesen. Man erkennt ihre Einwirkung aber auch an der Schwächung des Lichtes, welches von den Randgegenden der Sonne ausgeht. Dies bemerkt schon Luca Valerio, den Galilei den Archimedes seiner Zeit nennt. Merkwürdigerweise wurde die Helligkeitsabnahme der Sonnenscheibe gegen den Rand hin von Lambert in Abrede gestellt [2]) und ebenso von Arago bestritten. Man überzeugt sich aber sofort davon, wenn man das Sonnenbild auf einem Blatte weißen Papiers auffängt, oder durch Betrachtung der Sonnenphotographieen Rutherfurds. Bouguer machte den ersten Versuch, diesen Helligkeitsunterschied numerisch zu bestimmen [3]) und fand, daß die Helligkeit im Centrum der Sonnenscheibe sich zu derjenigen in drei Viertel des Radius wie 48 : 35 verhalte. Später bestimmt Chacornac diese Helligkeit in 0,523 Abstand von der Sonnenscheibe zu 0,92 von derjenigen im Centrum [4]) und auch Liais stellte nach dieser Richtung Versuche an, die jedoch wegen der für das sehr helle Sonnenbild nicht geeigneten Beobachtungsmethode keine zuverlässigen Resultate geben konnten [5]). Von größerer Bedeutung sind die Ergebnisse, welche Pickering und Strange 1874 erhielten [6]); sie fanden, wenn die Intensität im Mittelpunkt der Scheibe = 1 gesetzt wird, dieselbe unter anderen in 0,1 Abstand = 99,2, in 0,5 = 0,913, in 0,75 = 0,788, im Sonnenrande = 0,374. Die umfassendsten und zuverlässigsten Untersuchungen hat H. C. Vogel mittels des am neunzölligen Refraktor der Berliner Sternwarte angebrachten Glanschen Spektralphotometers angestellt [7]). Es ergab sich eine große Verschiedenheit der Intensitätsabnahme für die verschiedenen Farben des Spektrums und zwar wächst die Absorption der Sonnenatmosphäre von den roten gegen die violetten Strahlen hin, woraus hervorgeht, daß die Sonne am Rande eine etwas andere Färbung zeigt, als in den mittleren Teilen der Scheibe. Auf Grund einer früher von Laplace gegebenen Formel hat Vogel aus seinen Messungen die Intensität in der Mitte der Sonnenscheibe für die Hauptfarben, wie folgt berechnet: Violett 0,481, Dunkelblau 0,534, Blau 0,577, Grün 0,557, Gelb 0,666, Rot 0,794, d. h. Licht, welches von einem Punkte in der Mitte der Scheibe ausgeht, ist durch die Absorption in der Sonnenatmosphäre auf die angegebenen Größen reduziert. In Anbetracht der enormen Dimensionen der Sonnenatmosphäre ist diese Absorption gering. Ohne Atmosphäre würde die

---

[1]) Scheiners Photogr. der Gestirne, S. 273. — [2]) Photometria, §. 73. — [3]) Traité d'optique, p. 90. — [4]) Compt. Rend., T. 49, p. 806. — [5]) Mém. Soc. du sciences de Cherbourg 1866, Vol. 12, p. 277. — [6]) Proceedings of the Americ. Acad. of arts and sciences, New Series, Vol. II, p. 428. — [7]) Monatsber. d. Preußischen Akademie 1877, S. 104 ff.

Intensität der Sonnenscheibe in violettem Lichte 3,01, in rotem 1,49 mal so groß sein, als die gegenwärtige.

Vogel hat auch Untersuchungen über die Absorption der chemisch wirksamsten Strahlen in der Sonnenatmosphäre angestellt [1]). Er findet folgende Werte:

Abstand von der Mitte der Scheibe	Chemische Intensität	Abstand von der Mitte der Scheibe	Chemische Intensität
0,00	100,0	0,85	50,3
0,20	98,7	0,90	39,5
0,40	94,2	0,95	27,1
0,60	82,9	1,00	13,5
0,80	59,6		

Hiermit stimmen Messungen von Roscoe im wesentlichen überein [2]), der für den Abstand 0,85 von der Mitte 50,9 und für den Rand 29,7 fand, wenn die Intensität in der Mitte = 100 gesetzt wird.

Zuerst Secchi [3]), dann Vogel [4]) haben auch Untersuchungen über die relative Wärmestrahlung der Sonnenscheibe angestellt. Aus beiden Beobachtungsreihen leitete Vogel auf graphischem Wege eine Kurve ab, welche die Abnahme der Intensität von der Mitte nach dem Rande der Sonnenscheibe darstellt. Folgende Tabelle beruht auf dieser Kurve:

Abstand von der Mitte der Scheibe	Wärme-intensität	Abstand von der Mitte der Scheibe	Wärme-intensität
0,00	100	0,60	94
0,10	100	0,70	89
0,20	99	0,80	82
0,30	99	0,90	69
0,40	98	1,00	40
0,50	97		

Die Vergleichung mit den spektralphotometrischen Messungen zeigt eine auffallende Übereinstimmung der thermischen Intensitätsverteilung mit jener für die roten Strahlen und ähnliches ergeben auch die Beobachtungen von Langley und Frost [5]).

Die Frage, ob alle Seiten des Sonnenballes gleiche Wärmestrahlung besitzen, ist von verschiedenen Seiten untersucht worden. Schon zu Anfang des Jahres 1844 machte Nervander [6]), von der Ansicht ausgehend, daß die Unregelmäßigkeiten unserer irdischen Temperaturschwankungen nur Regel-

[1]) Ber. d. Königl. Sächs. Ges. d. Wiss. 1872, 1. Juli, Bd. 24, S. 135; Pogg. Ann., Bd. 148, S. 161. — [2]) Proc. Royal. Soc. London 1863, Vol. 12, p. 648; Pogg. Ann., Bd. 120, S. 331. — [3]) Mem. dell' Oss. del Collegio Romano 185, App. 3; Mem della Soc. degli Spettroscopisti Italiani 1875, Vol. 4, p. 121. — [4]) Monatsber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. 1877, S. 135. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 3105 und 3106. — [6]) Bull. de Soc. Petersbourg, III, Nr. 49.

mäßigkeiten einer höheren Ordnung seien, als Resultat seiner desfallsigen Untersuchungen das Dasein einer bisher unbekannten Variation der Sonnenwärme bekannt. Diese Entdeckung stützte sich auf Thermometerbeobachtungen in Paris von 1816 bis 1819 und Innsbruck von 1777 bis 1828. Als Resultat ergab sich eine Periode von $27{,}26^d$ und der Unterschied zwischen den Maximis und Minimis für Paris $0{,}604^0$ C., für Innsbruck $0{,}60^0$ C., während die Nachtbeobachtungen an letzterem Orte für sich allein $0{,}49^0$ C. ergaben. Durch diese Arbeit wurde Buys-Ballot zu einer ähnlichen Untersuchung veranlaßt. Er prüfte die seit 1789 täglich zu Harlem angestellten Temperaturbeobachtungen und fand aus diesen eine Periode von $27{,}684^d \pm 0{,}005$. Es ergab sich für jeden der sieben Tage, während deren die wärmere Seite der Sonne uns zugewandt ist, eine um mehr als $1^1/_4{}^0$ F. höhere Temperatur, als für den entgegengesetzten Zeitraum. Dies giebt bei jährlich 13 Umdrehungen der Sonne einen Überschuß von $122{,}5^0$ F. Der kälteste Tag trat ein am 1. Januar 1846. Eine Zuziehung der älteren Beobachtungen Musschenbroeks von 1728 bis 1758 änderte die zuerst gefundene Periode um $-0{,}004^d$, so daß sie in runder Zahl $27{,}68^d$ beträgt. Ähnliche Resultate bezüglich der ungleichen erwärmenden Kraft verschiedener Teile der Sonnenoberfläche hat Buys-Ballot[1]) später auch aus den von 1791 bis 1854 in Breslau angestellten Beobachtungen abgeleitet; dagegen hat Lamont aus einer sehr umständlichen Diskussion der vom 1. Januar 1781 bis zum 17. März 1840 auf Hohenpeißenberg angestellten Temperaturbeobachtungen keine mit der Sonne übereinstimmende Periode erhalten können. Carlini hat aus den Mailänder Beobachtungen von 1835 bis 1844 ebenfalls die ungleiche Wärmeverteilung auf der Sonnenoberfläche zu bestimmen gesucht[2]) und findet als Unterschied zwischen dem Maximum und Minimum der erwärmenden Kraft $0{,}712^0$ C.

Einen ähnlichen Weg hat d'Arrest eingeschlagen, in dem er die von 1827 bis 1837 auf der Königsberger Sternwarte angestellten Beobachtungen benutzte. Als er von dem Sonnenmeridiane ausging, der am 1. Januar 1827, Königsberger Mittag, der Erde zugekehrt war, und für die Sonne eine Umdrehungszeit von $27{,}26^d$ annahm, fand er als Temperatursumme von 135 Beobachtungen, welche zu diesem Meridian gehören, $6332{,}55^0$ C., für den 8^h später die Sonnenmitte passierenden Meridian fand sich als zugehörige Temperatursumme (aus 135 Beobachtungen) $6473{,}45^0$ C. und für den abermals 8^h später auf die Sonnenmitte fallenden Meridian $6343{,}60^0$ C. aus 133 Beobachtungen. Hieraus findet sich als größter Temperaturunterschied, welcher der ungleichen Wärmeverteilung auf der Sonne zuzuschreiben wäre, $0{,}697^0$ C. Eine analoge Untersuchung der von Galle angestellten Berliner Beobachtungen von 1836 bis 1846 ergab d'Arrest, vom 1. Juli 1836 ausgehend, einen Maximalunterschied von $1{,}291^0$ C., der mit dem aus den Königsberger Beobachtungen erhaltenen Werte allerdings nicht sonderlich übereinstimmt[3]).

---

[1]) Compt. Rend. Acad. Paris, T. XLVI, p. 1238. — [2]) Giorn. d. I. R. Ist. Lomb. VI, 448. — [3]) Verhdlgn. d. Kgl. Sächs. Ges. d. Wiss., Mathem. phys. Klasse, 1853, S. 79 bis 100.

Die Korona. Wenn zur Zeit einer totalen Sonnenfinsternis der Mond vor der Sonnenscheibe steht, so genießen wir den vollkommensten direkten Anblick der Sonnenatmosphäre. Sie erscheint alsdann wie ein heller Ring, der die dunkle Mondscheibe zu umgeben scheint, und den Namen Korona erhalten hat.

Die früheste Erwähnung der Korona totaler Sonnenfinsternisse findet sich bei Plutarch[1]), der die Helligkeit des Himmels trotz der vollkommenen Bedeckung der Sonne sehr richtig dem hellen Lichtkranze um die schwarze Scheibe zuschreibt. Später erwähnt Muratori[2]) die Korona bei Beschreibung einer Sonnenfinsternis vom Jahre 1239 und fügt sogar bei, daß man in der Nähe des (bedeckten) Sonnenrandes eine feurige Öffnung gesehen habe, was auf eine Protuberanz hindeutet. Auch Clavius erwähnt die Korona bei der Finsternis, die er am 21. August 1560 zu Coimbra beobachtete.

Gelegentlich der Finsternis von 1706 berichteten Plantadé und Clapiès: Als die Sonne total bedeckt war, erschien der Mond von einem blendend weißen Lichte umgeben, das um seine Scheibe einen Kranz von 3′ Durchmesser bildete. Innerhalb dieser Grenzen besaß das Licht eine gleiche Intensität, die hierauf in einen schwachen Schein überging, der um den Mond einen Kreis von etwa 4° im Halbmesser bildete und sich alsdann allmählich verlor.

Im Jahre 1715 sah Halley bei der Verfinsterung einen perlweißen Ring um den Mond, dessen Durchmesser er auf $^1/_5$ bis $^1/_6$ des Mondhalbmessers schätzte. Louville beobachtete in London genau das nämliche Phänomen. Beide Beobachter glaubten den Mittelpunkt des Ringes auf das Mondcentrum beziehen zu müssen, allein 1724 fand Maraldi unzweifelhaft, daß die Korona mit dem Sonnenmittelpunkte konzentrisch sei.

Bei der Verfinsterung am 24. Juni 1778 zeigte sich nach Ulloa die Korona in einer Breite von $^1/_3$ des Mondradius und verschwand 4 bis 5^s vor dem Wiedererscheinen der Sonne. Derselbe Beobachter glaubte das Ganze in einer schnellen Kreisbewegung um seinen Mittelpunkt erblickt zu haben, was jedenfalls nur eine optische Täuschung war.

Bowditsch und Ferrer sahen die Korona am 18. Juni 1806; sie war nach dem letztgenannten Astronomen 6′ breit, perlweiß und mit der Sonne konzentrisch. Von dem äußeren Rande des hellen Ringes gingen Strahlen aus bis zu 3° Länge.

Bei der totalen Sonnenfinsternis von 1842[3]) erschienen diese Strahlen in Montpellier, nach den Beobachtungen von Peytal, verschlungen wie ein Pack Hanfhede. Mayette in Perpignan bemerkte verschiedene derselben, die auf dem Mondrande nicht senkrecht standen, so daß sie in ihrer Verlängerung weder durch den Mittelpunkt des Mondes noch durch denjenigen der Sonne gehen konnten; nach den Wahrnehmungen von Dalbiez in Perpignan würden sogar mehrere den Mondrand tangieren. Die Länge solcher Strahlen erschien in einzelnen Fällen ganz ungemein verschieden. Flaugergues

---

[1]) Op. Mor. et Phil. IX, p. 682, Ed. Lips. — [2]) Ann. Re. Ital. XIV, col. 1097. — [3]) Aragos sämtl. Werke, deutsche Ausgabe, Bd. 7, S. 150 u. ff.

schätzte sie 1842 auf mehr als 1°, und Otto Struve und Schidloffsky sahen in Lipezk Strahlenbündel, die vom Mondrande aus gerechnet 3 und selbst 4° lang erschienen. Doch scheinen diese letzteren (ebenso wie in Ferrers früherer Beobachtung) nicht eigentlich der Korona selbst anzugehören, denn sie hatten genau das Aussehen jener Lichtstreifen, die bisweilen am Himmel entstehen, wenn die Sonne schräg durch eine Öffnung in den Wolken hindurchscheint, und sind daher wahrscheinlich bloße optische Erscheinungen und den Dünsten unserer Atmosphäre zuzuschreiben.

Die Korona ist ohne Zweifel, wie schon Kepler vermutete, der äußerste Teil der leuchtenden Sonnenatmosphäre. Man hat sie bei jeder totalen Verfinsterung gesehen, aber die Winkelausdehnung derselben wird sehr verschieden angegeben. Dem äußeren Anscheine nach ist die Farbe der Korona weiß. Man könnte aus der violetten oder ins Olivengrüne spielenden Färbung der Erde und des Himmels während der totalen Verdeckungen auf eine analoge Farbe der leuchtenden Korona schließen; indes hat schon Arago darauf aufmerksam gemacht, daß während der Sonnenfinsternisse das Zenith durch eine Menge von Strahlen erleuchtet wird, die aus den unteren Regionen der Atmosphäre kommen, das Luftmeer also zweimal durchlaufen und eine größere Absorption des Blau erlitten haben. Diese Erklärung findet in der That eine Stütze an der merkwürdigen von Liais und de Prados bestätigten Wahrnehmung Janssens, daß gelegentlich der ringförmigen Finsternis am 6. März 1868 die von der Erdatmosphäre herrührenden Linien des Spektrums bedeutend schärfer, wie gewöhnlich, hervortraten.

Solange unsere Kenntnis der Gestalt der Korona lediglich auf den Zeichnungen der Beobachter während der kurzen Dauer ihrer Sichtbarkeit zur Zeit der Totalität der Sonnenfinsternisse beruhte, mußte sie notwendig sehr unvollkommen sein, denn diese Zeichnungen sind wenig zuverlässig und übereinstimmend. Erst die Photographie hat in dieser Beziehung Fortschritte gebracht. Die erste photographische Darstellung der Korona erhielt Busch bei der Finsternis vom 28. Juli 1851[1]), dann folgten die Aufnahmen von Warren de la Rue, Secchi und Foucault in Spanien gelegentlich der Finsternis von 1860, von Winlock und Whipple bei der Finsternis vom 7. August 1869 in Shelbyville, die ohne Vergrößerungslinse aufnahmen und 40^s exponierten. Aber erst die Finsternis vom 22. Dezember 1870 brachte wissenschaftlich genügende Photographieen der Korona von Brothers in Syracuse, ferner diejenige vom 12. Dezember 1871 solche von Davis in Baïkul, Hennessy und Waterhouse in Dodabetta. Indessen wurden noch 1878 Zeichnungen der Korona von verschiedenen Beobachtern angefertigt, ein Beweis, daß man damals der photographischen Aufnahme allgemein nicht diejenige Bedeutung beilegte, die ihr thatsächlich zukommt. Erst mit der Einführung der Trockenplatten errang die Photographie für Darstellungen der Korona gewissermaßen die Alleinherrschaft, und die Aufnahmen, welche 1888 von Barnard gemacht wurden, zeigten merkwürdige Koronastrahlen längs der Ekliptik, die Aufnahme Schaeberles zu Mina Bronces (Chile) während

[1]) Beobachtungen an der Kgl. Sternwarte zu Königsberg, Bd. 28, S. 17.

der Totalität am 21. Dezember 1889 ließ in der Korona einen Nebelfleck 25′ über dem Sonnenrande erkennen, der wahrscheinlich ein Komet, vielleicht auch Koronasubstanz war, die sich von der Sonne entfernte; endlich hat die totale Finsternis vom 22. Januar 1898 bei der in Indien gemachten Aufnahmen die Korona in größerer Ausdehnung gezeigt, als jemals zuvor. Die photographischen Aufnahmen haben im allgemeinen ergeben, daß die Korona in ihrem äußeren Umkreise nicht gleichförmig ist, sondern in der Nähe der Sonnenpole und über dem Sonnenäquator am niedrigsten, über den beiden Fleckenzonen dagegen am höchsten ist. Auch scheint es, daß zur Zeit der geringsten Fleckenhäufigkeit die Korona merklich niedriger ist, als in der Zeit der Fleckenmaxima. Die häufig in der Korona sichtbaren Streifen, welche unter verschiedenen Winkeln zur Sonnenoberfläche stehen, sind zum Teil wirkliche Gebilde, einige derselben erinnern durch ihre Form an Kometenschweife, und Schaeberle ist geneigt, sie in der That für solche anzusprechen.

Young, Harkneß und Pickering entdeckten 1869 im Spektrum der Korona eine grüne Linie (1474 K), die keinem uns bekannten Elemente angehört und welches man deshalb Koronium genannt hat. Sie ist in der Nähe des Sonnenrandes am hellsten und wurde am 1. Januar 1889 von Keeler bis zu einer Entfernung von fast 90000 Meilen von der Sonne gesehen. Außer ihr sind noch einige andere, schwächere, helle Linien von Young in der Korona gesehen worden; Schuster fand bei der Finsternis in Ägypten 1882 sogar etwa 30 [1]), welche photographiert wurden, während ein Teil der äußeren Korona in reflektiertem Lichte leuchtete, wie die Gegenwart dunkler Linien bei *G* anzeigte. Die photographische Aufnahme des Koronaspektrums, welche die von der Licksternwarte nach Indien gelegentlich der totalen Sonnenfinsternis vom 22. Januar 1898 entsandte Expedition erzielte, ergab als Wellenlänge der grünen Linie, gemäß den Messungen von W. W. Campbell, $\lambda = 5303{,}26$ [2]).

Die Chromosphäre. Unterhalb der Korona über der für gewöhnlich sichtbaren Begrenzung des Sonnenkörpers (der Photosphäre) befindet sich eine Schicht von 10″ bis 15″ Höhe, welche den Namen Chromosphäre erhalten hat und die vorzugsweise aus glühendem Wasserstoff besteht. Sie ist bei totalen Sonnenfinsternissen nur unvollkommen als roter, feiner Bogen zunächst am Mondrande sichtbar, vollständiger dagegen und stets wenn überhaupt die Sonne scheint, mittels des Spektroskops, wie zuerst Secchi gefunden hat.

Führt man den Spalt des Spektroskops nach und nach um die ganze Sonnenscheibe herum, so erkennt man, daß die Chromosphäre dort nirgends fehlt, aber eine ungleiche Höhe hat, und gegen den Sonnenrand hin am hellsten glänzt. Die obere Grenze der Chromosphäre ist häufig mit zahlreichen kleinen Spitzen besetzt; es sind dies nichts anderes als Aufwallungen des glühenden Wasserstoffgases.

---

[1]) Proc. Royal. Soc., Vol. XXXV, Nr. 225, p. 151. — [2]) Astrophys. Journal, 1899, Vol. X, p. 186.

Das Spektrum der Chromosphäre zeigt außer den hellen Wasserstofflinien noch eine gelbe Linie in der Nähe der beiden Natriumlinien (D_1, D_2), welche ie Bezeichnung D_3 erhielt, und von Frankland einem Elemente Helium zugeschrieben wurde, das bis dahin auf der Erde nicht bekannt war. Das in dem ziemlich seltenen Mineral Clèveit enthaltene Gas, welches Hillebrand 1890 entdeckte, hat indessen ein Spektrum, welches, wie W. Crookes gefunden, die Heliumlinie ebenfalls zeigt. C. Runge entdeckte, daß diese gelbe Linie des Clèveitgases eine Doppellinie ist, worauf George E. Hale und Huggins nachwiesen, daß die Chromosphärenlinie D_3 ebenfalls doppelt ist [1]). Huggins bemerkt, daß die beiden Komponenten der Linie in der Chromosphäre nahe am Sonnenrande breiter sind und deshalb ihre Trennung dort nicht leicht gesehen werden kann, höher hinauf werden sie aber dünner und zeigen sich als äußerst feine Linien, von welchen die weniger brechbare die feinste ist. Hale sah die feine begleitende Linie an der weniger brechbaren Seite von D_3 zuerst am 20. Juni 1895. Die Wellenlänge der Linie D_3 wurde von ihm wiederholt bestimmt und im Mittel zu 5875,924 gefunden, was ungefähr dem Mittel der Bestimmungen von Rowland und Runge-Paschen entspricht. Der Abstand der schwachen von der Hauptlinie ist 0,357. Schon Belopolsky hat D_3 doppelt gesehen, allein er glaubte die Duplizität dadurch entstanden, daß eine feine (dunkle) tellurische Linie sich auf die helle D_3-Linie projiziere, und dieses ist nach Hale auch thatsächlich bisweilen der Fall. Die wahre Begleitlinie von D_3 hat Belopolsky nicht gesehen. Es kann also keinem Zweifel unterliegen, daß das Gas, welches der Clèveit einschließt, wirklich mit dem Helium in der Sonnenatmosphäre identisch ist.

Die Protuberanzen. Sie steigen aus der Chromosphäre empor, getrieben von Kräften des Sonneninneren, und sind wahrhafte Eruptionen der obersten Teile der Sonne. Dabei ist zu bemerken, daß ein Zurückfallen der emporgestiegenen Massen nicht beobachtet wird. „Wenn bisweilen die Beobachter von springbrunnenartigen Formen reden, so darf diesem Vergleiche nicht mehr Bedeutung zugesprochen werden, als wenn sie, was noch öfter vorkommt, baumartige Formen sehen“ [2]). Die im Vorstehenden bezeichnete Ansicht über Ursprung und Wesen der Protuberanzen ist die gegenwärtig meist angenommene; dagegen erklärt A. Schmidt auf Grund seiner geometrisch-optischen Untersuchungen über die Strahlenbrechung auf der Sonne die Protuberanzen (und Fackeln) für Produkte unregelmäßiger Strahlenbrechung, ihr Licht stamme hiernach aus einem Gebiete der Sonne, welches unter dem Orte der scheinbaren Grenze liegt [3]). Die erste Wahrnehmung der Protuberanzen gehört Stannyan aus Bern an, der am 12. Mai 1706 vor dem Wiedererscheinen der verfinsterten Sonne am linken Rande derselben einen blutroten Flecken sah. Genauer beschrieb die Erscheinung Birger Vassenius in Gothenburg, der in seinem Berichte über die Finsternis von 1733 drei oder vier rötliche,

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3302. — [2]) P. Fényi, Astr. Nachr., Nr. 3363. — [3]) Sirius 1895, S. 97.

außerhalb des Mondrandes sichtbare Flecke anführt, von denen einer eine wolkenförmige Gestalt besaß [1]). Die Sonnenfinsternis von 1842 brachte den sicheren Nachweis, daß die Protuberanzen der Sonne angehören, und auch die Finsternis von 1851 lehrte mehreres bezüglich der Form und Höhe dieser Gebilde über die Sonnenoberfläche. Allein solange man die Protuberanzen nur in den wenigen Momenten totaler Sonnenfinsternisse beobachten konnte, blieb ihr Wesen dunkel. Erst die Erfindung der Spektralanalyse hat wichtige Aufschlüsse über die Rolle der Protuberanzen gebracht. Die Beobachtung derselben ist seitdem leicht und geschieht einfach durch Erbreiterung des dicht an den Sonnenrand gerückten Spaltes des Spektroskops; man erkennt dann sofort durch denselben die Protuberanzen in ihrer wirklichen Gestalt mit großer Deutlichkeit. Wie weit man in jedem gegebenen Falle den Spalt öffnen muß, um ein klares Bild zu erhalten, hängt von der Größe des direkten, durch das Fernrohr erzeugten Sonnenbildes, dem Zustande der Luft und der Dispersion des Spektroskops ab.

Der Zusammenhang zwischen Flecken und Protuberanzen ist noch nicht völlig klar gestellt. Die Beobachtungen zeigen, daß die metallischen Protuberanzen immer nur in unmittelbarer Nähe der Fleckengruppen auftreten, daß dagegen die meisten und größten Wasserstoffprotuberanzen vielfach außerhalb der Flecken- und Fackelgebiete angetroffen werden.

Gestalt und Größe der Protuberanzen sind sehr verschieden. Secchi unterschied: Haufenprotuberanzen, nebel- und wolkenförmige, strahlige und büschelförmige, während Zöllner nur zwei Klassen, wolkenförmige und eruptive, annimmt. Erstere zeigen sich vergleichbar unseren Wolken und oft frei schwebend, dabei von langsamer Veränderlichkeit, die letzteren stellen sich säulen- oder fontänenförmig dar, zeigen bedeutende Geschwindigkeit ihres Aufsteigens und enthalten außer glühendem Wasserstoff häufig metallische Dämpfe des Natriums, Magnesiums, Baryums und des Eisens.

Zur Charakterisierung des Auftretens sehr großer Protuberanzen möge der Bericht von P. Fényi über zwei von ihm am 19. und 20. September 1893 zu Kalocsa am Sonnenrande beobachtete gewöhnliche Protuberanzen folgen. Am ersten Tage, 2^h m. Z. v. Gr., sah der Beobachter eine Protuberanz, welche große Bewegung in der Gesichtslinie verriet; er suchte, sie zu zeichnen, allein die Protuberanz stieg so rasch empor, daß es unmöglich war, ein getreues Bild zu erhalten. Sie stieg in 7^m $17{,}8^s$ um 129,5″ mit einer mittleren Geschwindigkeit von 28,5 geographischen Meilen in der Sekunde. Die größte, beobachtete Höhe erreichte 8′ 18″ oder mehr als die Hälfte des Sonnenradius. Das ganze Gebilde besaß gleichzeitig eine rasche Bewegung gegen die Erde zu von etwa 300 km. Um $2^1/_2{}^h$ war von dem ganzen Gebilde nichts mehr zu sehen als eine kleine Protuberanz am Grunde, die 30″ betragen mochte.

„Es ist nun," sagt P. Fényi [2]), „höchst bemerkenswert, daß, obwohl derartige Erscheinungen höchst selten vorkommen, dennoch gerade am folgenden Tage eine noch heftigere Eruption stattfand, und zwar an einer Stelle der Sonne, welche der ersteren nahezu diametral gegenüberliegt. Diesmal spielte sich die ganze Erscheinung von ihrem ersten Anfange an vor meinen Augen ab.

Am 20. September, wenige Minuten vor 9^h vormittags, fand ich während der gewöhnlichen Beobachtung des Sonnenrandes eine sehr sonderbare, durch Ver-

[1]) Phil. Transact., Vol. 38, p. 135. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3208.

schiebung des Spektrallichtes zu stande gekommene, daher außerhalb des Spaltes erscheinende Form. Das ungewöhnliche, verwaschene Aussehen derselben, namentlich aber der Umstand, daß an dieser Stelle gar keine Protuberanz stand, veranlaßte mich, die Erscheinung aufmerksam zu untersuchen und die Position zu messen. Während ich nun Vorbereitung traf, auch die Größe der beträchtlichen Verschiebung zu messen, hatte sich schon ein sehr kräftiger, ungemein hell leuchtender Bogen an dieser Stelle erhoben, der ebenfalls bedeutende Verschiebung gegen Rot zeigte. Eine zweimalige Messung mit dem Fadenmikrometer ergab in vollkommener Übereinstimmung eine Geschwindigkeit von 255 km in der Sekunde. Indessen hatte sich in den wenigen Minuten ein Gebilde von Protuberanzen erhoben, aus dessen Mitte die Protuberanz emporstieg, welche den Gegenstand folgender Messungen bildete. Die Schnelligkeit der Entwickelung ließ keine Zeit, auch nur irgend eine brauchbare Skizze hinzuwerfen. Ich konnte indessen doch beobachten, daß diese Protuberanz der vorigen sowohl den Umrissen nach als auch durch die durchaus streifenartige Struktur auffallend ähnlich war. Als ich um $9^h\,7^m$ Höhe und Aufstieg zu messen begann, ergab schon die erste Beobachtung die Höhe von 8′ 6″, das ist 352000 km. Da diese Höhe in etwa 12^m erreicht wurde, so muß die mittlere Geschwindigkeit 448 km in der Sekunde gewesen sein, was auch mit den darauf ausgeführten genauen Messungen leidlich gut übereinstimmt.

Die Protuberanz erreichte zum Schlusse die Höhe von 11′ 30,6″ oder 0,722 des Sonnenhalbmessers (500000 km); von $7^m\,4{,}9^s$ erhob sie sich um 204,6″; hieraus ergiebt sich die Geschwindigkeit zu 46,4 geographischen Meilen in der Sekunde.

Auch diese Protuberanz zeigte in ihrer ganzen Höhe eine Verschiebung gegen Rot; nach zwei ausgeführten Messungen erreichte die entsprechende Bewegung 32,5 bis 34,4 geographische Meilen in der Sekunde von uns weg."

Das Spektrum der Protuberanzen besteht im wesentlichen aus den Linien des Wasserstoffs und Calciums, zeigt aber auch die Heliumlinie, sowie bei besonders heftigen Eruptionen zahlreiche andere helle Linien. Der ultraviolette Teil des Protuberanzspektrums ist sehr reich an Linien. Bei einer Aufnahme auf dem Kenwood-Observatorium zu Chicago am 15. Oktober 1892 zeigten sich in diesem Teile zwischen den Wellenlängen 3970 und 3630 nicht weniger als 74 helle Linien [1]), von denen eine Anzahl dem Wasserstoff angehörte. Young versuchte bereits 1870 die Protuberanzen zu photographieren. Doch haben erst 1891 Hale [2]) und Deslandres [3]) die kräftige photographische Wirkung der Calciumlinien *H* und *K* zum Photographieren der Protuberanzen und der Chromosphäre mit glänzendem Erfolge benutzt. Hales Spektroheliograph lieferte zuerst Bilder der Calciumdämpfe auf der Sonnenscheibe, und Deslandres zeigte unabhängig davon, daß die violetten Calciumlinien nicht nur in den Sonnenfackeln leuchtend erscheinen, sondern auch an allen anderen Stellen der Sonnenscheibe, nur sind sie hier stets bedeutend schwächer. Diese Calciumdämpfe zeigen sich in der That auf der ganzen Sonnenscheibe, und wenn man sie über dem Rande derselben heller sieht, so ist doch ihre Fortsetzung nach dem Inneren der Scheibe zu genau die gleiche, sie repräsentieren ein und die nämliche Partie der Sonne und ihrer Atmosphäre, nämlich die Chromosphäre. Hale glaubte anfangs, die mit den hellen Calciumlinien erhaltenen Photographieen seien solche von Sonnenfackelgruppen, während Deslandres darauf besteht, daß die entsprechenden Calciumdämpfe über der Sonnen-

[1]) Astronomy and Astrophysics, Nr. 109. — [2]) Americ. Journ. of Science 1891. — [3]) Compt. rend. Acad. Paris, T. 118, p. 842.

oberfläche schweben und ihr Bild ein solches der gesamten Chromosphäre ist, wie sich dieselbe isoliert von der Photosphäre darstellen würde. Die von ihm erhaltenen Bilder der Chromosphäre wurden mit einem 1893 neu konstruierten, vervollkommneten Spektrographen erhalten. Derselbe wird durch ein Uhrwerk langsam und gleichförmig vor seinem feststehenden Bilde der Sonne bewegt, welches auf dem Kollimatorspalte projiziert und durch einen Foucaultschen Siderostaten unbeweglich erhalten wird. Anderseits ist die photographische Platte hinter dem zweiten Spalt placiert, welcher rasch hin und her schwingt, so daß also durch die Bewegung einer hellen Linie das Bild der gesamten Chromosphäre erzeugt wird. Die Expositionsdauer beträgt für die Partie der Chromosphäre vor der Sonnenscheibe 1^m bis 3^m, für die Protuberanzen am Sonnenrande, welche im allgemeinen, wenigstens in ihren oberen Teilen, weniger intensiv sind, ist sie zwei- bis dreimal länger.

Die interessantesten Ergebnisse knüpfen sich an diese Aufnahmen der gesamten Chromosphäre vor der Sonnenscheibe [1]). Zum Vergleich hat H. Deslandres zwei Aufnahmen dieser letzten Art vom 10. und 11. April 1894 nebst einer Photographie der Sonnenoberfläche, die an dem erstgenannten Tage nach der gewöhnlichen Methode erhalten wurde, publiziert. Indem man beide Darstellungen miteinander vergleicht, erkennt man, daß die schwach sichtbaren Fackeln der gewöhnlichen Aufnahme glänzenden Flächen mit Fackelgebilden in der Chromosphäre entsprechen. Die Flecke, welche die gewöhnlichen Sonnenaufnahmen zeigen, entsprechen nicht immer den Flecken in den chromosphärischen Aufnahmen, jene sind vielmehr bisweilen vollständig oder zum Teile durch Dämpfe der Chromosphäre für das bloße Auge verhüllt. Endlich zeigen die chromosphärischen Aufnahmen kleine Maxima der Helligkeit sowohl in der Nähe der Pole des Sonnenballes als in der Region der Flecke, nur sind sie dort schwächer als hier. Die hellsten Flächen der Chromosphäre, welche gleichzeitig auch die höchsten sind, entsprechen den Bezirken der Sonnenfackeln in der Photosphäre, welche gleichfalls die hellsten Punkte und auch wahrscheinlich die höchsten der Sonnenoberfläche bilden.

Schlüsse über die physischen Zustände der Sonne.

Die zahlreichen bisherigen Beobachtungen haben noch zu keiner allgemein angenommenen und einwurfsfreien Theorie der Sonne geführt. Letztere ist höchst wahrscheinlich ein Gasball, dessen innere Schichten eine überaus hohe Temperatur besitzen, aber infolge des ungeheuren Druckes sich in einem Zustande befinden, der mehr einer Flüssigkeit gleicht. Außen umhüllt diesen Kern eine Schicht glühender Wolken von bedeutender Lichtstrahlung, welche den Namen Photosphäre erhalten hat und die in einer sehr feinen, glühenden Atmosphäre schwimmen. Diese Atmosphäre von etwa 200 bis 300 Meilen Höhe ist die Schicht, in welcher die hellen Linien des Sonnenspektrums in dunkle umgekehrt werden. A. Schmidt [2]) kommt dagegen zu dem Schlusse, daß der gesamte Sonnenkörper eine kontinuirliche Gasmasse und der sichtbare

[1]) Bull. de la Soc. astr. de France 1898, p. 306. — [2]) Die Strahlenbrechung auf der Sonne, ein geometrischer Beitrag zur Sonnenphysik. Stuttgart 1891.

Sonnenrand nur eine Wirkung der Strahlenbrechung in der von innen nach außen ohne Diskontinuität an Dichte abnehmenden Gashülle ist. Nach den Untersuchungen von Henry A. Roland[1]) sind folgende irdische Elemente in der Sonnenatmosphäre (und der über ihr ruhenden Chromosphäre, sowie in den Protuberanzen) vorhanden: Eisen (über 2000 Linien), Nickel, Titan, Mangan, Chrom, Kobalt, Kohlenstoff (200 Linien), Vanadium, Zirkonium, Cerium, Calcium (75), Scandium, Neodymium, Lanthan, Yttrium, Niobium, Molybdän, Palladium, Magnesium (20), Natrium (11), Silicium, Strontium, Baryum, Aluminium (4), Kadmium, Rhodium, Erbium, Zink, Kupfer (2), Silber (2), Beryllium (2), Germanium, Zinn, Blei (1), Kalium (1), Helium.

Zweifelhafte Sonnenelemente: Iridium, Osmium, Platin, Ruthenium, Tantal, Thorium, Wolfram, Uran.

Im Sonnenspektrum sind nicht vertreten: Antimon, Arsen, Wismut, Bor, Stickstoff, Cäsium, Gold, Indium, Quecksilber, Phosphor, Rubidium, Selen, Schwefel, Thallium, Praseodymium.

Noch nicht untersucht sind die Elemente: Brom, Chlor, Jod, Fluor, Sauerstoff, Tellur, Gallium, Holmium, Thulium, Terbium u. s. w.

Die Korona bildet den äußeren Teil der Sonnenumhüllung und dehnt sich bis zu so großen Entfernungen aus, daß es schwer ist, sie als wirkliche Atmosphäre anzusehen.

Ob die Sonnenflecke Vertiefungen in der Photosphäre sind, ist noch etwas zweifelhaft, die frühere Wilsonsche Hypothese[2]), welche sie als ungeheure trichterförmige Vertiefungen von der Sonnenoberfläche bis zu dunkleren, inneren Schichten ansah, ist jedoch irrig. Vielleicht sind diese Flecke, wie Zöllner[3]) annahm, eine Art schlackenförmiger Abkühlungsprodukte, vielleicht auch, nach Spörer, wolkenförmiger Natur. Ob alle Zonen der Sonnenoberfläche die gleiche Rotationsdauer besitzen, ist noch nicht sicher ermittelt. Aus spektroskopischen Untersuchungen hat Dunér[4]) geschlossen, daß eine Veränderung mit der heliographischen Breite stattfindet (ähnlich wie die Flecken andeuten), Crew[5]) kam auf demselben Wege zu einem entgegengesetzten Resultate und Wilsing fand[6]) aus Beobachtungen der Fackeln für alle heliographischen Breiten die gleiche Rotationsdauer. C. A. Schultze-Steinheil versuchte zu zeigen, daß die Veränderung der Rotationsdauer mit der heliographischen Breite, welche Dunér gefunden, durch Annahme eines unrichtigen Wertes für die Neigung des Sonnenäquators gegen die Ekliptik zu erklären sei[7]). Young hält dagegen die schnellere Rotation der äquatorialen Schichten des Sonnenballes für Thatsache, welche auch durch die mathematischen Untersuchungen von Wilsing[8]) und Harper[9]) unterstützt wird. Nach Young wäre indessen die Erklärung der in Rede stehenden Rotationsverhältnisse der Sonne nicht in der gegenwärtigen Beschaffenheit derselben zu suchen, sondern in Vorgängen, die sich in der Vergangenheit abspielten. Die Beschleunigung der Rotation in

[1]) John Hopkins University Circular 1891, 10, Nr. 85. — [2]) Phil. Transact., 1874, p. 1. — [3]) Sitzungsber. d. Kgl. Sächs. Ges. d. Wiss. 1870, S. 505. — [4]) Rech. sur la rotat. du soleil. Upsala 1891. — [5]) Journal of Science, Vol. 35, p. 151; Vol. 38, p. 204. — [6]) Astr. Nachr., Bd. 119, S. 311; Bd. 132, S. 133. — [7]) Ebenda, Bd. 148, S. 225. — [8]) Ebenda, Bd. 127, S. 233. — [9]) Ebenda, Bd. 127, S. 17.

den Äquatorialgegenden der Sonne ist hiernach ein Überbleibsel von Zuständen, welche nicht mehr existieren, und sie wird weder hervorgerufen noch unterhalten durch irgendwelche noch heute auf der Sonne thätige Kraft. Im Gegenteil scheint es, daß alle heute dort thätigen Kräfte dahin wirken, diese besondere Rotationsgeschwindigkeit der Äquatorialgegenden der Sonne allmählich zum Verschwinden zu bringen, aber freilich so langsam, daß mehrere Jahrhunderte erforderlich sein würden, um die Abnahme für uns wahrnehmbar zu machen. Nach Youngs Hypothese ist die Erscheinung nur eine einfache Oberflächenströmung, welche noch fortdauert, weil an der Oberfläche die innere Reibung, die zuletzt alle Ungleichheiten der Bewegung aufhebt, sehr viel geringer ist als im Inneren der Sonne, wo alle Strömungen wahrscheinlich schon längst aufgehört haben. Es ist nun nicht schwierig, einzusehen, daß die Kondensation eines scheibenförmigen Nebelfleckes oder die Zerstörung eines Ringes gleich dem des Saturn als vorübergehendes Ergebnis rasche äquatoriale Strömungen auf der Oberfläche der centralen Kugel hervorrufen müßte. Neu dagegen ist die übrigens durch die Rechnung genügend gerechtfertigte Annahme, daß diese Wirkung Jahrhunderte hindurch fortdauern und uns gewissermaßen als etwas dauerndes erscheinen kann. Mit anderen Worten: wir hätten also gewisse Gründe zu der Annahme, daß zu einer Zeit, welche, mit dem Maßstabe des Geologen gemessen, durchaus nicht sehr lange verflossen zu sein braucht, ein die Sonne in den Äquatorialgegenden umgebender Nebelring sich auf deren Oberfläche herabgesenkt hat, eine Thatsache, die den Vorstellungen über die Entstehung des Sonnensystemes gemäß der Laplaceschen Theorie allerdings angemessen ist.

Von dem gewaltigen Energiebetrage, der durch die Sonnenstrahlung ununterbrochen in den Weltraum strömt, gelangt nur $\frac{1}{225\,000\,000}$ zur Erde, entsprechend dem numerischen Verhältnisse des Durchschnitts der Erdoberfläche mit der Oberfläche einer Kugel, deren Radius dem mittlern Erdbahnhalbmesser gleich ist. Dieser relativ äußerst geringe, absolut betrachtet dagegen über alle Vorstellung große Strahlungsanteil, den unser Planet empfängt, bildet die fast einzige Quelle für alle mechanische Arbeit auf der Erde. Entsprechend den von der Wellenlänge abhängigen specifischen Äußerungen dieser Strahlung unterscheidet man[1]) optische, thermische, chemische und elektrodynamische Strahlung. Die chemische Strahlung, deren Gebiet im wesentlichen das der kurzen Wellenlängen ist, bildet in ihrer Verwendung für die Photographie ein überaus wichtiges Hülfsmittel der astronomischen Forschung, aber in quantitativer Beziehung ist sie bisher ohne jegliche Bedeutung geblieben. Direkte Versuche, elektrodynamische Wellen in der Sonnenstrahlung aufzufinden, sind bis jetzt nur von Scheiner und Wilsing angestellt worden und zwar mit negativem Erfolge, wodurch bewiesen ist, daß eine merkliche elektrische Sonnenstrahlung nicht bis zur Erdoberfläche dringt, keineswegs aber, daß eine solche Strahlung überhaupt nicht von der Sonne ausgeht[2]). Die Lichtstrahlung der Sonne

[1]) Scheiner, Strahlung und Temperatur der Sonne, 1899, S. 1. — [2]) Scheiner, ebenda, S. 81.

ist seit Bouguers frühesten Versuchen (1725)[1] von verschiedenen Physikern nach unvollkommenen Methoden mit derjenigen künstlicher Lichtquellen verglichen worden[2]. Nach G. Müller kann man aus diesen Versuchen schließen, daß die scheinbare Helligkeit der Sonne ungefähr 220420 mal so groß ist als die scheinbare Helligkeit einer englischen Normalkerze in 1 m Entfernung. Fizeau und Foucault fanden auf photographischem Wege die mittlere scheinbare Helligkeit der Sonnenoberfläche 146 mal größer als die des Drummondschen Kalklichts und etwa 3 mal so intensiv wie diejenige des elektrischen Flammenbogens. Langley verglich das von geschmolzenem Eisen ausgestrahlte Licht mit jenem der Sonne und fand die scheinbare Helligkeit des letzteren etwa 5300 mal größer[3]. Vergleichungen der Flächenhelligkeit von Sonne und Mond sind von Bouguer und Wollaston ausgeführt worden, zuverlässige Resultate erhielt indessen erst Bond (1860)[4], der als mittleres Intensitätsverhältnis 470980 fand. Zöllner ermittelte (1869)[5] dafür den Wert von 618000 und G. Müller hält dafür, daß das Mittel von Bond und Zöllner, nämlich der Wert $\frac{\text{Sonne}}{\text{Vollmond}} = 569500$, dem wahren Lichtintensitätsverhältnis beider am nächsten komme, wenngleich der wahrscheinliche Fehler dieses Wertes schwerlich geringer als 6 Proz. sein könne.

Die Ermittelung der Wärmestrahlung der Sonne ist von besonderer Wichtigkeit, schon weil die Frage nach der Sonnentemperatur in das Problem eingeht. Indessen stehen der Lösung der Aufgabe große Schwierigkeiten entgegen, besonders weil ein einwandfreier Ausdruck für die Abhängigkeit des Strahlungseffekts von der absoluten Temperatur noch nicht gefunden ist. Legt man das Stefansche Strahlungsgesetz[6] zum Grunde, für dessen Richtigkeit Boltzmann[7] auch gewichtige theoretische Gründe angeführt hat, so läßt sich aus Strahlungsbestimmungen die Sonnentemperatur ermitteln, falls das Emissionsvermögen der Sonnenmaterie bekannt wäre. Da dies nicht der Fall ist, so läßt sich die Sonnentemperatur nur unter der Voraussetzung ableiten, daß das Emissionsvermögen der Sonne $= 1$ ist, und man bezeichnet die so definierte Sonnentemperatur (nach dem Vorgange von Le Chatelier) als effektive. Als wahre Sonnentemperatur wird demgegenüber (nach Violle) diejenige bezeichnet, welche ein Körper von der scheinbaren Größe der Sonne besitzt, der bei gleichem Emissionsvermögen mit dieser, in der gleichen Zeit die gleiche Wärmemenge ausstrahlt. Diese Temperatur kann freilich nicht einmal die der Sonnenphotosphäre sein, weil durch letztere auch die nicht absorbierten Strahlen des Sonneninnern in den Weltraum gelangen. Überhaupt läßt sich aus Strahlungsbeobachtungen, selbst unter der Voraussetzung, daß die Wärmeabsorption in der Erdatmosphäre genau berücksichtigt wäre, die wirkliche in der Photosphäre herrschende Sonnentemperatur nicht finden, sondern nur die Temperatur eines absolut schwarzen Körpers von gleichem scheinbaren

---

[1] Bouguer, Traité d'optique, p. 85. — [2] Das Detail hierüber in Müllers Photometrie der Gestirne, S. 307 u. ff. — [3] A. a. O., S. 312. — [4] Mém. Americ. Acad. New series, Vol. 8, p. 287. — [5] Photom. Unters. Leipzig 1865, S. 73. — [6] Wien. Ber., Bd. 79, S. 391. — [7] Wied. Ann., Bd. 22, S. 291.

Durchmesser wie die Sonne und gleichen Strahlungseffekten[1]). Die einzelnen von einer nicht geringen Anzahl Beobachter erhaltenen Werte für die Intensität der Sonnenstrahlung können hier nicht aufgeführt und gewürdigt werden. Nach Scheiner[2]) ist als wahrscheinlichstes Resultat festzuhalten, daß die Sonnenstrahlung an der Grenze der Atmosphäre in einer Minute pro Quadratmeter 4 Wärmeeinheiten beträgt. Nimmt man diesen Wert der Solarkonstanten an, so findet sich als effektive Sonnentemperatur in runder Zahl 7000° C. Scheiner glaubt, daß dieser Wert nicht um $\pm$ 1000° irrig sein könne, findet sich aber veranlaßt, ihn durch Berücksichtigung der oberhalb der Photosphäre stattfindenden Absorption auf 7760° C. zu erhöhen, entsprechend einer wahren Solarkonstanten von 6,0 Wärmeeinheiten.

Den Gesamtverlust an Wärme, den die Sonne durch Ausstrahlung erleidet, berechnet Scheiner auf jährlich 58×10^{31} Gr.-Cal., dem, wenn man die specifische Wärme der Sonnenmaterie gleich derjenigen des Wassers $= 1$ setzt, eine jährliche Temperaturabnahme von 3,0° entsprechen muß. Solche und selbst eine viele geringere würde sich aber im Laufe der historischen Jahrtausende unzweifelhaft bemerkbar gemacht haben; es muß daher eine Kraft wirksam sein, welche die durch Ausstrahlung bedingte Erniedrigung der Sonnentemperatur ganz oder zum größten Teile ausgleicht. An eine Energiezufuhr von außen durch in die Sonne stürzende Meteore ist dabei nicht zu denken, da in diesem Falle, wie Young hervorhebt, auch die Erde von einer solchen Menge Meteore getroffen werden müßte, daß ihre Temperatur bis über den Siedepunkt des Wassers steigen würde. Es bleibt nichts übrig, als die v. Helmholtzsche Theorie[3]) anzunehmen, welche auch die Ursache der Sonnenwärme in ungezwungener Weise und unter Anschluß an die Kant-Laplacesche Weltbildungstheorie erklärt. Dieser zufolge ist es der Fall der Sonnenmaterie gegen ihr Centrum hin, also die noch fortschreitende Verdichtung derselben, welche den Wärmeverlust durch Ausstrahlung kompensiert. v. Helmholtz hat gezeigt, daß eine Zusammenziehung der Sonne um 0,0001 ihres Durchmessers, also scheinbar um 0,2″, hinreicht, den Wärmeverlust für 6000 Jahre zu decken. Wäre die Sonne noch heute — wie offenbar zu Anfang — ein Gasball in adiabatischem Gleichgewicht, so müßte ihre Strahlungsintensität infolge der Zusammenziehung zunehmen; dieser Zustand ist aber nicht mehr vorhanden, wofür nach Scheiner die stark ausgesprochene Schichtenbildung in der Sonnenatmosphäre und die Existenz der Photosphäre spricht, welche lehrt, daß wenigstens für ein Gas überhaupt schon in verhältnismäßig höheren Schichten der Sonnenatmosphäre der Übergang in den flüssigen oder festen Aggregatzustand stattgefunden hat[4]). „Die Temperaturkurve der Sonnenentwicklung hat bereits ihren Kulminationspunkt überschritten, jedoch noch nicht in dem Maße, daß die durch Kontraktion erzeugte Temperatursteigerung nicht doch annähernd die durch Ausstrahlung bedingte Abnahme zu ersetzen imstande wäre."

v. Helmholtz hat bei seinen Untersuchungen über den Ursprung der

---

[1]) Scheiner, a. a. O., S. 31. — [2]) A. a. O., S. 38. — [3]) v. Helmholtz, Pop.-wiss. Vorträge III. Braunschweig 1876. — [4]) Scheiner, a. a. O., S. 80.

Sonnenwärme die Annahme eines homogenen Sonnenkörpers gemacht und kam damit zu dem Ergebnisse, daß die ganze Energie der aus unendlicher Entfernung auf die Sonne fallenden Teilchen ihrer Masse so groß ist, um eine Wasserkugel von gleicher Masse auf eine Temperatur von 27 246 720° C. zu bringen. Unter Annahme einer gewissen, nach dem Centrum hin stattfindenden Dichtezunahme der Gaskugel, findet J. J. See[1]), indem er sich einer mathematischen Entwicklung von Lane bedient[2]), daß die entwickelte Energie im Verhältnis von 1 : 1,76868 größer ist als bei einer homogenen Kugel. Ferner findet See, daß bei einer Zusammenziehung des Sonnenballes auf die Hälfte seines heutigen Radius die mittlere Dichte desselben etwa 11,2 von der des Wassers und weiteres Zusammenschrumpfen praktisch unmöglich sein werde. Daraus berechnet er die Gesamtdauer der Sonnenstrahlung auf 36 Millionen Jahre und folgert, daß die gegenwärtig noch vorhandene Sonnenenergie bei der heutigen Strahlungsintensität nur noch für etwa 4 Millionen Jahre ausreicht, so daß also $^8/_9$ der totalen Potentialenergie der Sonne bereits verausgabt sein würden.

Nach Sir William Thomson wäre als untere Grenze der anfänglichen Wärme der Sonne der zehnmillionenfache Betrag der heutigen Wärmestrahlung anzusetzen, doch müsse man mit Rücksicht auf die größere Dichte der centralen Teile der Sonne eine fünf- bis zehnfache größere Wärmemenge als möglich zugeben. Physikalische Betrachtungen über die mögliche specifische Wärme der Sonne, die Geschwindigkeit ihrer Erkaltung und die Temperatur an ihrer Oberfläche lassen es dem großen britischen Physiker als wahrscheinlich erscheinen, daß die Sonne vor Millionen Jahren eine beträchtlich größere jährliche Wärmemenge ausstrahlte. Als Endergebnis findet Thomson sehr wahrscheinlich, daß die Sonne unsere Erde nicht während 100 Millionen Jahren bereits beschienen hat und als völlig gewiß, daß dies nicht während 500 Millionen Jahren stattfindet. Mit gleicher Gewißheit sei bezüglich der Zukunft zu behaupten, daß die Licht- und Wärmestrahlung der Sonne nicht eine große Zahl von Millionen Jahren andauern werde.

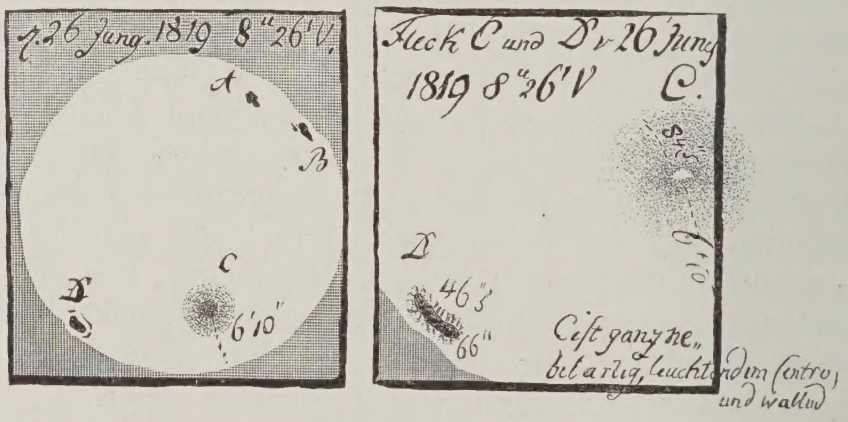
5. Erscheinungen vor der Sonnenscheibe.

Vor dem leuchtenden Hintergrunde, welchen die Sonnenscheibe bildet, spielen sich gelegentlich verschiedenartige Phänomene ab, darunter solche, deren Wesen noch ziemlich rätselhaft ist. Durch Dazwischentreten des Mondes entstehen partiale und totale Sonnenfinsternisse, deren Eintritt vorher berechnet werden kann; unberechenbar dagegen und unerklärt sind die ebenso seltenen als merkwürdigen plötzlichen Verdunkelungen der Sonne[3]). Das letzte Phänomen dieser Art wurde von Liais aus Olinda mitgeteilt. Am 11. April 1860 zwischen $11^1/_2$ und 12 Uhr bemerkte man in dieser Stadt, daß der Glanz des Sonnenlichtes merklich abnahm; man konnte das Gestirn einige Augenblicke lang mit bloßem Auge betrachten. Obgleich vollkommen reiner

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3586. — [2]) Americ. Journal of Science. July 1870. — [3]) Ein Verzeichnis derselben giebt Humboldt, Kosmos, Bd. 3, S. 413.

Himmel war, erschien plötzlich um die Sonne ein irisierender Kranz. Zu gleicher Zeit sahen mehrere Personen östlich von der Sonne einen hellen Stern mit bloßem Auge, der nach der angegebenen Position nur Venus gewesen sein kann. Hieraus ergiebt sich, daß die Abnahme des Sonnenlichtes einer kosmischen, jenseits unserer Atmosphäre wirksamen Ursache zugeschrieben werden muß vielleicht dem Vorüberzuge einer kosmischen Wolke. Auch Kometen müssen, je nach Lage ihrer Bahn, gelegentlich zwischen Erde und Sonne vorübergehen, und sich auf letzterer projizieren. Ein solches Phänomen, selten wie es ist, kann außerdem von keiner langen Dauer sein. Der große Komet von 1819 mußte am 26. Juni jenes Jahres, zwischen 5^h und 9^h morgens, von Süden nach Norden fast mitten durch die Sonne gehen. General von Lindener in Graz beobachtete damals die Sonne mit einem kleinen Fernrohre, und erklärte, keinen Flecken gesehen zu haben, aber Schumacher in Altona, der gerade um dieselbe Zeit die Sonne observierte, erklärte bestimmt, sie sei nicht ohne Flecken gewesen. Dasselbe bestätigte Brandes. Gruithuisen sah am selbigen Tage 8^h früh, drei Flecke in der Sonne, von denen der mittlere sehr klein und unbegrenzt (verschwommen) war. Pastorff behauptete, an diesem Tage einen runden, dunkeln, nebeligen Flecken mit einem

Fig. 33.



hellen Punkte in der Mitte auf der Sonne gesehen zu haben. Seine Originalzeichnung ist noch vorhanden und in vorstehender Fig. 33 sorgfältig reproduziert, mit Fortlassung des Versuches, den granulierten Zustand der Sonne anzudeuten. Der sonderbare Kontrast zwischen dem durchsichtigen Kerne und der dunkeln Koma ist eine durchaus unerwartete Erscheinung. Diese Einzelnheiten treten in der Übersichtsskizze nicht deutlich hervor, in der detaillierten Zeichnung sind sie indes sorgfältig bemerkt und im Texte genau beschrieben worden. *C* war ganz neblig, im Centrum glänzend und wallend (bei unruhiger Atmosphäre). Am folgenden Tage findet sich die bestätigende Bemerkung, daß *D* und *C* verschwunden sind. Im Jahre 1826 entdeckte Gambart einen Kometen, der nach Lage seiner Bahn am 18. November jenes Jahres vor der Sonnenscheibe vorübergehen mußte. Die europäischen Astronomen wurden von diesem in Aussicht stehenden Phänomen sofort benachrichtigt, aber ungünstiges Wetter gestattete nur Gambart selbst und Flaugergues die Sonne zu der betreffenden Zeit zu beobachten. Beide vermochten keine Spur des Kometen wahrzunehmen. Der von Finlay und

Cruls entdeckte große Komet von 1882 ist am 17. September vor der Sonne vorübergezogen. Auf der Sternwarte am Cap beobachtete man den Eintritt desselben in die Sonnenscheibe, worauf er vollständig verschwand und erst nach seinem Austritt wieder sichtbar wurde. Diese Beobachtung beweist, daß im allgemeinen Kometen vor der Sonnenscheibe nicht gesehen werden können.

Abgesehen von Kometen können aber Körper anderer Art an der Sonnenscheibe vorüberziehen, und es ist wahrscheinlich, daß dies in der That wiederholt der Fall gewesen ist, obgleich dabei an einen sogenannten intramerkurialen Planeten nicht gedacht werden darf. Folgende Fälle verdienen Beachtung:

1761, Juni 6. Ein runder, schwarzer Fleck, ein Viertel Venusdurchmesser groß, geht beim Durchgange dieses Planeten ebenfalls über die Sonne (Scheuten).

1762, November 19. Nach Sonnenaufgang. Großer runder, schwarzer Fleck, verließ die Scheibe, nachdem er die Chorde von 70° beschrieben (Lichtenberg).

1800, März 29. Schwarzer, kleiner Fleck, fast ohne Penumbra; seine Distanz vom Sonnenrande wächst in 6^h um $18\frac{1}{2}'$ (Fritsch).

1802, Februar 7. Fleck mit schneller, anomaler Bewegung (Fritsch).

1802, Oktober 10. Fleck, der sich 2′ in 3^m bewegt; nach bewölkter Zwischenpause von 4^h nicht mehr gefunden (Fritsch).

1818, Januar 6. Capell Lofft zu Ipswich giebt in einem Schreiben im Monthly Magazine folgenden Bericht: „Ich sah den Fleck gegen 11^h vormittags mit meinem eigenen Reflektor an etwa 80facher Vergrößerung, ferner mit einem vortrefflichen Cassegrainschen Reflektor von Crickmore bei 260facher und einem Actonschen Reflektor mit 170facher Vergrößerung. Er erschien, als ich ihn zuerst sah, etwa $\frac{1}{3}$ Sonnendurchmesser vom östlichen Rande entfernt, klein, dunkel und elliptisch. Gegen $2\frac{1}{2}^h$ nachmittags erschien er sehr vorgerückt und etwas westlich vom Centrum der Sonne, und ich schätzte seinen Durchmesser auf 6″ oder 8″. Am 4. und 8. war kein Fleck zu sehen und selbst am 6. vermochte ihn Herr Crickmore kurz vor Sonnenuntergang nicht wahrzunehmen, obgleich das vorhin erwähnte Teleskop seine Bemühungen sehr erleichterte. Solange der Fleck sichtbar war, schien seine Bahn einen kleinen Winkel mit dem Sonnenäquator zu machen. Die Art seiner Bewegung schien nicht mit der Rotation der Sonne übereinzustimmen."

1820, Februar 12, $10\frac{3}{4}^h$. Ein von den übrigen Sonnenflecken verschiedener Fleck, gut begrenzt, kreisrund, orangerot und von einer Nebelhülle umgeben, durchkreuzt gegen 5^h die Sonne. (Steinheibel, ein langjähriger Sonnenbeobachter.) Auch um Mittag von Stark gesehen, als sonderbarer, gut begrenzter, orangefarbener Fleck, an scheinbarer Größe doppelt wie Merkur, von einer Nebelhülle umgeben und abends nicht mehr sichtbar. Es ist dies einer der merkwürdigsten und zugleich sichersten Berichte, da beide Beobachter unabhängig voneinander das Gleiche sahen.

1858, August 1. Kreisförmiger, dunkler Körper, bewegt sich von Ost nach West. Beobachtet von 4^h bis $5\frac{1}{2}^h$ (Wilson in Manchester).

1859, März 26. Kleiner, dunkler Körper, gegen 3″ Durchmesser, einen Teil der Sonnenscheibe kreuzend. Austritt 5^h 47^m (Lescarbault). Es ist dies die ihrer Zeit so sehr aufgebauschte Beobachtung, aus der man auf den intramerkurialen Planeten schloß, dem man schon den Namen „Vulkan" beigelegt. Diese Wahrnehmung, nach Leverrier die sicherste von allen, ist die unsicherste, denn ihr steht das positive Zeugnis eines geübten Astronomen, E. Liais, entgegen, der genau zur Zeit, wo der Fleck nach der angeblichen Beobachtung Lescarbaults auf der Sonne gewesen sein soll, mit einem weit besseren Instrumente als dieser, zufällig, behufs Studien über die physische Konstitution der Sonne, diejenigen Teile derselben speciell untersuchte, welche der dunkle Punkt durchlaufen haben soll. Nach Liais hat Lescarbault die ganze Beobachtung fingiert, und Leverrier hintergangen.

1862, März 20, vormittags. Scharf begrenzter, runder, schwarzer Fleck von 7″ Durchmesser, 20^m lang, über die Sonne fortschreitend, beobachtet (Lummis in Manchester. Auch von einem Freunde gesehen).

1865, Mai 8, 9^h 28^m. Runder, schwarzer Fleck, der sich über die Sonnenscheibe fortbewegt, beim Verschwinden 48^m später, genau oval (Coumbary in Konstantinopel).

Bei der totalen Sonnenfinsternis am 29. Juli 1878 haben Watson[1]) und Swift 3° südwestlich von der Sonne einen Stern vierter bis fünfter Größe gesehen, den sie für einen intramerkurialen Planeten hielten, der aber wahrscheinlich nur ein Fixstern war, wie C. H. F. Peters näher zeigte[2]). Während der totalen Sonnenfinsternis am 6. Mai 1883 haben Palisa, Trouvelot und Holden die Umgebung der Sonne nach einem etwaigen intramerkurialen Planeten sorgfältig durchforscht, ohne die geringste Spur von solchem zu entdecken. Hiernach scheint es sicher, daß ein solcher von einiger Größe nicht existiert[3]).

Bisweilen erblickt man im Fernrohre helle Punkte an der Sonne vorbeiziehen, welche Schwabe Lichtflocken nennt. Manchmal kann man dieselben, wenn das Fernrohr scharf eingestellt ist, nur undeutlich wahnehmen und muß das Okular herausziehen, um die Flocken genau zu sehen, ein Beweis, daß sie nicht weit vom Beobachter entfernt sein können. Bisweilen erblickt man einen förmlichen Wirbel dieser Gebilde. Die meisten zeigen sich im Winter, die wenigsten im Sommer. Eine der merkwürdigsten Beobachtungen dieser Art machte Capocci in Neapel. Am 11. Mai 1845 war de Gasparis auf der dortigen Sternwarte mit der Beobachtung von Sonnenflecken beschäftigt, als er $9^1/_2{}^h$ über die Sonnenscheibe einen großen, runden Körper passieren sah, dessen Durchmesser halb so groß als derjenige des Merkurs erschien. Auf diese Mitteilung hin ließ Capocci das Sonnenbild auf ein weißes Papier fallen, und sah nun zunächst einen kleinen, dunkeln Körper von ungefähr 3″ bis 4″ Durchmesser, welcher mit geradliniger Bewegung und mit einer gewissen Geschwindigkeit das Sonnenbild scharf durchlief. Dann aber zeigte sich plötzlich eine große Zahl von Kügelchen ähnlich dem ersten, von kreisförmiger Figur, deren Durchmesser zwischen 1″ und 6″ variierte. Sie durchliefen die Sonne mit verschiedener Geschwindigkeit; einige gebrauchten einen Bruchteil einer Sekunde, andere 1, 2 bis $7^1/_2{}^s$. Als Capocci die Okularröhre etwas herauszog, sah er, daß verschiedene Körper mit einem sehr bestimmten Umrisse vorüberzogen; ihr Durchmesser war aber ungefähr zehnmal größer und ihr Vorübergang vor der Sonne viel schneller. Obgleich kugelförmig wie jene anderen kleineren, boten diese sehr merkwürdige, unregelmäßige Protuberanzen dar. In den Nachmittagsstunden fuhr der Vorübergang der Körperchen fort, aber ihre Anzahl hatte bedeutend abgenommen. Am 12. Mai war es nebelig, am 13. Mai war die Sonne ungeachtet der schlechten Witterung mehrmals beobachtet worden, sie war immer von Kügelchen durchzogen. Am 14. Mai war es regnerisch; am 15. Mai und den folgenden Tagen zeigte sich nichts mehr. Nach den genauen Untersuchungen von Waldner sind diese Lichtpunkte keineswegs Sternschnuppen, sondern Schneeflocken.

Das Zodiakallicht.

Das Zodiakallicht ist ein schwacher Lichtschimmer, der sich bei uns nach Ende der Abenddämmerung im Frühling am westlichen und im Herbst vor Beginn der Morgendämmerung am östlichen Himmel in Gestalt einer schräg auf dem Horizont stehenden, gegen Süden geneigten Pyramide zeigt. Die Grundfläche dieses Lichtschimmers wird durch den Ort der unter dem Horizont stehenden Sonne bezeichnet und die Achse desselben liegt in der Ekliptik, so daß das Licht sich durch die Sternbilder des Tierkreises (Zodiakus) erstreckt, daher auch der Name desselben. Wegen dieser Lage ist es natürlich dann

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2219, 2223. — [2]) A. a. O., Nr. 2253, 2254. — [3]) Compt. rend. Acad., Paris, T. XCVIII, p. 586.

am besten sichtbar, wenn die Ekliptik einen möglichst großen Winkel mit dem Horizont macht, was auf der nördlichen Hemisphäre im Frühling abends und im Herbst morgens der Fall ist. Umgekehrt ist auf der südlichen Erdhälfte das Zodiakallicht abends am besten im Herbst und morgens im Frühling zu sehen, auch neigt es sich dort gegen Norden. Am prächtigsten zeigt es sich zwischen den Wendekreisen, weil es dort infolge der Lage der Ekliptik mehr senkrecht vom Horizont emporsteigt und meist auch die Luft beträchtlich durchsichtiger ist als bei uns. Eine gute Zeichnung vom Aussehen des Zodiakallichtes am 11. Oktober 1858 zu Melbourne in Australien hat L. Becker geliefert (Fig. 34); sie ist auch dadurch interessant, daß über der Spitze des

Fig. 34.

Kegels zufällig die Mondsichel, sowie Venus und Antares standen. In den tropischen Regionen ist das Zodiakallicht infolge seiner Lage allnächtlich sichtbar. Nach A. v. Humboldt wird 1509 in einem alt-aztekischen Manuskript erwähnt, man habe 40 Nächte hindurch auf der Hochebene von Mexiko am östlichen Himmel einen Lichtschein gesehen, der wahrscheinlich nichts anderes als das Tierkreislicht war. In Europa ist man merkwürdigerweise erst spät auf diesen Lichtschimmer aufmerksam geworden; Tycho Brahe erwähnt denselben zuerst gegen Ende des 16. Jahrhunderts, später (1661) wird er von Childrey der Aufmerksamkeit der Astronomen empfohlen[1]) und Domi-

[1]) Philosophia Baconica. London 1661.

nicus Cassini stellte 1683 genauere Beobachtungen darüber an[1]). Er fand, daß die Spitze des Lichtkegels sich bisweilen um mehr als 90° vom Orte der Sonne ausdehnt, so daß also gewisse Teile des Zodiakallichts über die Erdbahn hinaus von der Sonne entfernt sind. Diese große Ausdehnung ist durch neuere Beobachtungen von Heis und Weber bestätigt worden und sie zeigt sich besonders im Monat Januar. Auch ist es selbst in unseren Breiten möglich, zu gewissen Zeiten beide Hälften des Zodiakallichts zu sehen, die östliche abends und die westliche am folgenden Morgen. Weber hat auch gefunden, daß die Spitze der östlichen Hälfte 2 bis 3° südlich von der Ekliptik liegt, die westliche um ebensoviel nördlich über derselben.

Außer der mild leuchtenden Pyramide, deren Basis der Ort der unter dem Horizont befindlichen Sonne ist, zeigt sich bisweilen unter günstigen Verhältnissen auch auf der Seite des Himmels, welche der Sonne gerade gegenübersteht, ein Lichtschimmer, der den Namen „Gegenschein" des Zodiakallichts erhalten hat. Zuerst hat denselben 1730 P. Pezenas gesehen und darüber in den Memoiren der Pariser Akademie 1731 berichtet. Auch Humboldt sah denselben im März 1803 in Südamerika. Zahlreiche Beobachtungen stellte aber erst Brorsen[2]) und später G. Jones[3]) an. Heis hat sich viele Jahre hindurch mit der Beobachtung des Zodiakallichts beschäftigt[4]) und bemerkt, daß dazu nur solche Nächte geeignet sind, die sehr klaren Himmel haben, der weder durch Dämmerlicht, noch durch den Mond erleuchtet ist. In größeren Städten mit ihrer nächtlichen Beleuchtung ist das Zodiakallicht überhaupt nicht zu sehen. Die Ausdehnung desselben zeigt in ihrer Lage oft erhebliche Veränderungen, welche offenbar durch die ungleiche Heiterkeit des Himmels verursacht werden. Im zweiten Drittel des Dezembers hat Heis (in Münster) den östlichen Teil des Zodiakallichts abends 7 Uhr, den westlichen morgens 5 Uhr sehen können. Die Längenausdehnung desselben hat er niemals größer als 168,5° gefunden, die Breite der Lichtpyramide betrug in den günstigsten Fällen bis zu 57°. Jones fand in den Tropen, daß der Lichtkegel des Zodiakallichts aus einem innern, hellern Kern und einer äußern, lichtschwächern Umhüllung besteht, und dies hat Brorsen am 27. März 1854 zu Senftenberg in Böhmen ebenfalls gesehen, ebenso 1873 H. Eylert auf dem Südatlantischen Ocean[5]). Letzterer fand den centralen Streifen 2° breit und seine Helligkeit doppelt so groß, als die der glänzendsten Stellen der Milchstraße. Am 8. und 9. Dezember 1873 sah Eylert das Zodiakallicht als Halbkreis sich vom westlichen Horizont bis in das Sternbild des Orion erstrecken. Prof. Serpieri beobachtete in Urbino (Italien) am 12. Dezember 1873 etwas Ähnliches und fand, daß die Spitze des Lichtkegels 150° von der Sonne entfernt war. Von α Tauri zog ein 3° breiter Lichtstreifen durch ζ Tauri über γ Geminorum, es war dies der sogenannte Gegenschein. Denselben sah am 18. Dezember Eylert im Sternbilde des Stiers als elliptische

---

[1]) Anc. Mém. Paris, T. I, VIII, X. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 42, S. 219. — [3]) United St. Japan Exped. Obs. on the Zodiacal Light, 1853—55. — [4]) Heis, Zodiakallicht-Beobachtungen in den letzten 29 Jahren. 1875. — [5]) Wochenschrift f. Astronomie 1874, S. 47.

Helligkeit, der doppelten Helligkeit der Milchstraße vergleichbar und nach oben in einen Streifen auslaufend. Schiaparelli hat das Zodiakallicht häufig beobachtet [1]). Er sah es in der Nacht des 3. Mai 1862 in Gestalt einer leuchtenden Brücke, die ganze sichtbare Halbkugel des Himmels überziehen, indem es, 15° breit, die Sternbilder: Zwillinge, Löwe, Jungfrau, Wage und Skorpion durchstrich. Die Punkte größter Helligkeit schienen mit dem Orte der Sonne und dem ihr gegenüberliegenden zusammenzufallen; die geringste Helligkeit findet sich nach den Beobachtungen Schiaparellis in zwei Punkten, 130° von der Sonne und 50° vom Mittelpunkt des Gegenscheins, entfernt.

H. C. Lewis zu Germantown (40° nördl. Br., Nordamerika) hat eine große Anzahl sorgfältiger Untersuchungen über das Zodiakallicht angestellt [2]). Stets wurden diese Beobachtungen in völliger Dunkelheit ausgeführt und das Auge vorher durch Aufsuchen von Sternen 6. Größe für lichtschwache Eindrücke geübt. Er unterscheidet den Zodiakalkegel, den Zodiakalstreifen und den Gegenschein. Ersterer ist der bei weitem hellste Teil und das eigentliche Zodiakallicht der meisten Autoren. Seine Höhe über dem Horizont und seine Helligkeit stehen in direkter Abhängigkeit von der Dämmerungsdauer und dem Winkel der Ekliptik mit dem Horizont. Die Spitze dieses Lichtkegels erreicht bisweilen einen Abstand von 100° von der Sonne. Die größte Helligkeit liegt nicht in der Achse dieses Kegels, sondern mehr südlich und genau in der Ekliptik. Während fünf Jahren war der abendliche Zodiakalkegel am hellsten in der Zeit von Mitte Februar bis Mitte März. Zur Zeit seiner größten Helligkeit kann man noch einen innern Kegel von weit größerem Glanze in der Nähe des Horizonts wahrnehmen, derselbe ist kurz, weniger zugespitzt als der ihn umhüllende und blaßt in diesen allmählich ab. Unter atmosphärischen Verhältnissen, welche die Milchstraße fast unsichtbar machen, schien dieser Zodiakalkegel nur wenig an Licht einzubüßen, auch war seine Helligkeit stets ruhig ohne Spur von plötzlichen Pulsationen, welche einige Beobachter gesehen haben wollen. In jedem Winter erreichte er seinen höchsten Glanz und in jedem Sommer wurde er gleich schwach, so daß es sich um eine konstante Erscheinung handelt. Der Zodiakalstreifen ist nach Lewis eins der schwächsten, sichtbaren Objekte des Himmels und deshalb bis jetzt unbeachtet geblieben. Er zieht sich als ungemein schwache Lichtzone, etwas breiter wie die Milchstraße, längs des Zodiakus quer über den Himmel von Horizont zu Horizont und kann zu allen Zeiten des Jahres bei Nacht gesehen werden. Wie eine zweite, außerordentliche blaße Milchstraße, aber mit paralleler Seitenbegrenzung, bildet er die Verlängerung des Zodiakalkegels durch den Himmel. Man sieht ihn am besten zu der Jahreszeit, in welcher auch der Zodiakalkegel am hellsten erscheint, am leichtesten spät abends, wenn der Zodiakalkegel bereits unter den Horizont gesunken ist und er mit der Milchstraße einen großen Winkel bildet oder diese tief am Horizont liegt. Um ihn überhaupt wahrzunehmen, muß man das Auge zuerst auf die dunkelste Stelle des Himmels richten und dann längs derselben von Nord nach Süd oder umgekehrt rasch den Blick schweifen

[1]) Entwurf einer astr. Theorie d. Sternschnuppen, S. 192. — [2]) Americ. Journ. of Science, Ser. 3, Vol. 20, 1880, p. 437.

lassen. Um Mitternacht ist der vielleicht 12° breite Zodiakalstreifen am hellsten an seiner höchsten Stelle, wo er den Gegenschein enthält. Von letzterem hat Lewis eine große Zahl (40) Zeichnungen der Lage unter den Sternen gemacht und fand, daß er bis 1 oder 2° der Sonne gegenüber liegt. Er ist ein schwacher Lichtfleck von etwa 7° Durchmesser, der im Zodiakalstreifen liegt. Am besten für die Beobachtung steht er um Mitternacht und kann im Februar und März, wenn die Milchstraße tief am Horizont liegt, leicht aufgefunden werden. Nacht für Nacht verschiebt er seine Lage zwischen den Sternen, indem er stets der Sonne gegenüber bleibt. Bisweilen hat Lewis in der Mitte des Gegenscheins einen Kern von größerer Helligkeit gesehen, der 2° im Durchmesser, meist aber ist der Gegenschein ein nebeliger Fleck von gleichförmig verwaschenem Lichte. Endlich fand Lewis, daß seine Zeichnungen den Ort des Gegenscheins stets etwas nördlich von der Ekliptik angeben, niemals südlich von demselben. Diese Thatsache ist durch Beobachtungen von E. E. Barnard auf der Lick-Sternwarte bestätigt worden, ebenso der Umstand, daß der Gegenschein etwa 1° um den der Sonne genau gegenüber liegenden Punkt schwankt. Das schwache Lichtband, welches nach Lewis den Gegenschein mit Zodiakalkegel verbindet, hat Barnard 1888 ebenfalls gesehen [1]).

Vom 20. Dezember 1897 bis zum 22. Februar 1898 hat E. W. Maunder sehr sorgfältige Beobachtungen über das Zodiakallicht in Indien angestellt [2]). Die Erscheinung zeigte sich dort sehr intensiv, so daß ihre hellsten Stellen etwa sechsmal heller geschätzt wurden, als die hellsten Partieen der Milchstraße. Der am Morgen sichtbare Teil des Zodiakallichts war nur halb so hell als der abendliche. Am hellsten erschien die innere Region, besonders die Achse des Lichtkegels. An den Seiten der Pyramide war es möglich, die Grenzen ziemlich genau zu bestimmen, an der Spitze verblaßte jedoch das Licht allmählich, so daß man eine Grenze nicht angeben konnte. Ungefähr auf 30° seiner Länge war es heller als die Milchstraße, bei etwa 45° war es etwa ebenso hell, nachher wurde es schnell schwächer, und wo es die Milchstraße zwischen Stier und Zwillingen kreuzte, wurde es von dieser übertroffen. Am 24. Januar und 22. Februar erschien der junge Mond auf dem Zodiakallichte, ohne dasselbe auszulöschen, aber in den beiden folgenden Nächten (25. Januar und 23. Februar) war das Mondlicht ausreichend, es zum Verschwinden zu bringen. Außer dem hellern, pyramidenförmigen Abschnitte konnte ein sehr schwaches Lichtband in der Verlängerung des Lichts fast über den ganzen Himmel verfolgt werden, wenigstens im Dezember; später störte in den Morgenstunden der Mond die Beobachtung des östlichen Zweiges. In der letzten Zeit der Beobachtungen bemerkte man an dem Abendzweige eine Verkürzung, er konnte im Februar nicht so weit verfolgt werden wie im Dezember. Nach den Beobachtungen war die Pyramide kürzer und breiter und als sie zuletzt gesehen wurde, weniger oval, wie zur Zeit, als man sie zuerst sah.

---

[1]) Klein, Jahrbuch der Astronomie und Geophysik, II, S. 17. — [2]) Monthly Notices Royal Astr. Soc., Vol. 58, p. 301.

Der hellste Teil des Lichtes zeigte eine zarte, aber unverkennbare Färbung sehr schwach gelb, mit geringer Neigung zu Grün; er kontrastierte mit dem Stahlblau der Milchstraße, besonders mit den Granulationen der letzteren. Beiden gemeinsam war das Vorkommen von dunkeln Spalten, doch sind die Lücken des Zodiakallichts sehr schwierige Objekte. Außer dem Morgen- und Abendzweige des Lichts wurde ein sehr schwaches, unbestimmtes Licht Nacht für Nacht vom 12. bis 18. Januar zwischen Pollux, Procyon und Praesepe beobachtet, das zweifellos der Gegenschein war.

Spektroskopisch ist das Zodiakallicht zuerst im März 1867 von Angström untersucht worden, der darin eine helle Linie sah, die auch im Spektrum des Nordlichts erscheint, das nämliche hat C. Vogel gefunden.

Das Wesen und die kosmische Stellung des Zodiakallichts ist noch sehr dunkel. Mairan[1]) hielt es für die erweiterte Sonnenatmosphäre, doch könnte sich diese aus mechanischen Gründen nicht bis zu 0,44 des Merkurabstandes ausdehnen; Thomas Young[2]) betrachtete es als einen ziemlich flachen, um die Sonne rotierenden Nebelring, der sich bis über die Venusbahn hinaus erstreckt. Allein in diesem Falle müßte die geringste Helligkeit sich auf der der Sonne genau entgegengesetzten Seite zeigen, was mit den Beobachtungen im Widerspruch steht. Nach Heis[3]) würde das Zodiakallicht als ein innerhalb der Mondbahn frei um die Erde zirkulierender Ring zu betrachten sein. Houzeau, der die Erscheinung in Mittelamerika häufig beobachtet hat, spricht sich, allerdings mit großer Reserve, dahin aus[4]), daß sich die bisherigen Wahrnehmungen im ganzen durch einen der Erde anhängenden, in der Ebene ihrer Bahn gelegenen und nach der Sonne hin gerichteten federbuschförmig gestalteten Sektor (einer nebligen Materie) erklären lassen. Die Spitze dieses Sektors erstrecke sich auf der Erde nicht von Pol zu Pol, sondern umfasse nur eine beschränkte, der heißen Zone an Breite vergleichbare oder noch schmälere Zone auf der Erdoberfläche. Man erkennt aus diesen Hypothesen, wie wenig Sicheres über die Natur und kosmische Stellung des Zodiakallichts bis jetzt ermittelt ist.

Merkur.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Änderungen derselben 1900,0 (nach Newcomb): $a = 0{,}3870988$; $e = 0{,}2056142 + 0{,}000000205$; $\pi = 75^0\ 53'\ 59{,}2'' + 55{,}998''$; $\Omega = 47^0\ 6'\ 45{,}6'' + 42{,}667''$; $i = 7^0\ 0'\ 10{,}4'' + 0{,}067''$; $\mu = 14732{,}41967''$; säkulare Veränderung der hundertjährigen mittleren Bewegung $- 0{,}0495''$; Masse $= 1 : 6000000$ der Sonnenmasse. — Scheinbarer Durchmesser in der Entfernung 1 : 6,68″; Rotationsdauer: $87{,}97^d$.

Dieser Planet ist seines hellen, funkelnden Lichtes wegen für das bloße Auge leicht sichtbar, dennoch erkennt man ihn selten, weil er stets sehr nahe bei der Sonne bleibt oder in den Dünsten des Horizonts verschwindet.

---

[1]) Traité phys. et hist. de l'Aurore Boréale. Paris 1733. — [2]) Lectures on natur. phil. London 1807. T. 1, p. 502. — [3]) Heis, Zodiakallichtbeobachtungen. Münster 1875. — [4]) Mémoires couronnées de l'Acad. Belg. 1875, p. 29.

Beauchamp, der zu Ende des vorigen Jahrhunderts in Bagdad lebte, berichtet dagegen, daß er dort den Merkur zu gewissen Zeiten täglich habe sehen können. J. Schmidt sah den Planeten in Athen häufig mit bloßem Auge, aber nie länger als 20^d nacheinander. Am besten wird Merkur an hellen Tagen beobachtet, indem man ihn mittels des äquatorial montierten Fernrohrs einstellt; schwieriger wird dieses Aufsuchen, wenn das Instrument nur horizontale und vertikale Bewegung hat. In diesem Falle wartet man den aus den astronomischen Ephemeriden zu entnehmenden Augenblick des Meridiandurchganges des Planeten ab, stellt das mit der schwächsten Vergrößerung versehene Fernrohr so in den Meridian, daß seine vertikale Bewegung möglichst in der Ebene desselben stattfindet, und richtet es beiläufig nach der Höhe, welche der Planet beim Meridiandurchgange hat. Es wird bei einiger Übung nicht schwer fallen, desselben habhaft zu werden. Indessen muß man sich durch einige mißlungene Versuche nicht abschrecken lassen, denn schon Riccioli nennt den Merkur ein Sidus dolosum, und ein so erfahrener Astronom wie Zach bemerkt, es sei ihm oft begegnet, daß er bei großer Digression des Planeten von der Sonne, und bei sehr heiterm Himmel denselben trotz aller Bemühungen mehrere Tage nacheinander vergebens suchte. Daß Copernicus noch auf seinem Sterbebette beklagt haben soll, er werde in das Grab steigen, ohne trotz vieler Mühe den Merkur gesehen zu haben, ist Fabel.

Für die Aufsuchung dieses Planeten sind die Zeiten der größten östlichen und westlichen Elongation desselben von der Sonne am geeignetsten, aber wegen der großen Excentrizität der Merkurbahn (0,2056) ist die Helligkeit desselben bei der nämlichen Elongation zu verschiedenen Zeiten sehr verschieden und zwar bis zu einer vollen Größenklasse [1]). „Daraus erklärt sich am besten die oft bemerkte Thatsache, daß Merkur in manchen Erscheinungen leichter aufzufinden ist, als in anderen. Im allgemeinen lehren die photometrischen Messungen, daß die Lichtstärke des Merkur am Abendhimmel während seiner ganzen Sichtbarkeitsdauer beständig abnimmt, dagegen am Morgenhimmel beständig anwächst, daß er also als Abendstern am hellsten ist, wenn er uns zum erstenmale sichtbar wird, und als Morgenstern, wenn wir ihn zum letztenmale erblicken; nur der Umstand, daß er bei diesen Stellungen schon zu sehr im Bereiche der Sonnenstrahlen ist, verhindert die augenfällige Konstatierung dieser Thatsache [2])."

Im Maximum erreicht nach den Untersuchungen G. Müllers Merkur etwa die Helligkeit des Sirius, im Minimum sinkt er zur Helligkeit des Aldebaran herab und würde demnach, wenn er hoch am Himmel stehend beobachtet werden könnte, eine glänzende Erscheinung darbieten. Die Farbe des Merkur ist nicht rein weiß, sondern gelblich, wie zuerst Gruithuisen am 6. Oktober 1838 bemerkte.

Photometrische Messungen der Helligkeit des Merkur hat Zöllner 1868 ausgeführt [3]) und bestimmte hieraus die lichtreflektierende Kraft (Albedo) dieses

---

[1]) Müller, Photometrie der Gestirne, 1897, S. 352. — [2]) A. a. O., S. 352. — [3]) Pogg. Ann., Jubelband, S. 624.

Planeten zu 0,114. Als Hauptergebnis seiner Untersuchung kam Zöllner zu dem Satze: „Merkur ist ein Körper, dessen Oberflächenbeschaffenheit mit derjenigen des Mondes sehr nahe übereinstimmt, der also auch wie der Mond wahrscheinlich keine merkliche Atmosphäre besitzt."

Zahlreiche und genaue Messungen, welche G. Müller in Potsdam ausführte, um die Abhängigkeit der Lichtstärke von der Größe der beleuchteten Phase des Merkur zu ermitteln, haben das Zöllnersche Resultat insofern bestätigt, als sie eine bemerkenswerte Übereinstimmung zwischen den Lichtkurven des Merkur und des Mondes ergaben, wonach Müller als sehr wahrscheinlich findet, daß auch die Oberflächenbeschaffenheit beider Weltkörper nicht wesentlich voneinander verschieden sei [1]).

Das Spektrum des Merkur wurde 1871 bis 1873 von Vogel und Lohse auf der Sternwarte Bothkamp untersucht [2]). Es stimmte stets vollkommen mit dem Sonnenspektrum überein bis auf zwei Streifen, „welche möglicherweise nicht allein durch Absorption in unserer Atmosphäre, sondern auch zum Teil durch eine Absorption der Sonnenstrahlen in der den Merkur umgebenden gasartigen Hülle hervorgebracht werden mögen". Doch bemerkt Vogel selbst, daß diese Frage nicht endgültig entschieden werden könne, solange man den Planeten spektroskopisch nur nach Sonnenuntergang, also bei tiefem Stande, beobachten müsse. Später (seit 1893) hat Vogel mit dem 13zölligen photographischen Refraktor und den verbesserten Spektrometern photographische Aufnahmen und Untersuchungen des Merkurspektrums ausgeführt. Es konnten in demselben 28 Linien identifiziert werden und es ergab sich eine vollkommene Übereinstimmung desselben mit dem Spektrum des hellen Himmelsgrundes [3]).

Für physische Beobachtungen ist Merkur kein besonders geeignetes Objekt, schon seines geringen scheinbaren Durchmessers wegen, der niemals 13″ übersteigt, sich aber auf 4,5″ vermindern kann. Unter diesen Verhältnissen und wegen der Stellung des Planeten in der Nähe der Sonne haben selbst große Instrumente und geübte Beobachter bisher nur wenig über die Eigentümlichkeiten des Merkur zu ermitteln vermocht.

1. Die Phasen. Dieselben sind leicht zu sehen und sie wurden in der That schon am 23. Mai 1639 von Zupus mittels eines sehr unvollkommenen Fernrohrs entdeckt. Hevelius sah sie zuerst am 22. November 1644. Die Breite der erleuchteten Sichel ist von Schröter, Mädler und Vogel schmaler gefunden worden, als sie der Berechnung nach sein mußte, eine Erscheinung, deren Ursache noch zweifelhaft ist, die man aber durch den Schattenwurf beträchtlicher Unebenheiten auf dem Merkur erklären könnte. Gegen den innern Rand der Sichel hin nimmt die Helligkeit beträchtlich ab, auch ist die Lichtgrenze hier nicht ganz scharf, sondern bisweilen verwaschen. Im Sommer 1802 sah Fritsch in Quedlinburg mit einem sehr guten Fraunhoferschen Fernrohre den Abfall der Helligkeit gegen den inneren Rand

[1]) A. a. O., S. 354. — [2]) Vogel, Untersuchungen über die Spektra der Planeten. Leipzig 1874. S. 7 u. ff. — [3]) Sitzungsber. d. Kgl. Preuß. Akad. 1895, 2.

so stark, daß Merkur schon vor seiner größten Ausweichung von der Sonne sichelförmig erschien. Gruithuisen fand zu verschiedenen Zeiten die Abnahme der Helligkeit am Beleuchtungsrande sehr ungleich, und ähnliche Wahrnehmungen machte auch Schröter.

2. Ungleichheiten der Oberfläche. Dieselben sind sehr selten an der innern Lichtgrenze und den Hörnerspitzen wahrzunehmen, wenn der Planet sichelförmig erscheint, und wurden zuerst von Schröter entdeckt. Am auffallendsten zeigen sich die Unähnlichkeiten der Gestalt der beiden Hörner, von denen das südliche bisweilen beträchtlich abgerundet erscheint, während das nördliche scharf und spitz zuläuft. Schröter sah dies zuerst am 26. März 1800 in Gemeinschaft mit Harding. Am folgenden Tage abends hatte sich die Abrundung vermindert, nahm aber im Verlaufe der Beobachtung wieder deutlich zu. Am 31. März erschienen beide Hörner spitzig, aber am Rande des südlichen waren einige Ungleichheiten bemerkbar, die mit den Randgebirgen des Mondes eine entfernte Ähnlichkeit besaßen. Gruithuisen sah mit einem Fraunhofer von $2^1/_2''$ Objektivdurchmesser und 100facher Vergrößerung am 17. März 1814 gegen 6 Uhr abends das südliche Horn stark abgestumpft, und die Erleuchtungsgrenze schattiert. Die Scheibe des Merkur war wie der Mond kurz vor dem ersten Viertel erleuchtet. Am folgenden Tage erschien das südliche Horn nicht mehr so sehr abgestumpft, der Planet war schmaler, und seine Sichelgestalt deutlicher. Es scheint aus den erwähnten Beobachtungen hervorzugehen, daß in der Nähe des südlichen Poles des Merkur hohe und ausgedehnte Gebirgsmassen vorhanden sind.

3. Flecke auf der Oberfläche und Rotation des Merkur. Von Zeit zu Zeit erblickt man auf der Scheibe des Merkur matte streifen- und fleckenartige Gebilde, die nach kurzem oder längerem Bestande verschwinden.

Diese erste Wahrnehmung eines dunkeln Flecks auf der Merkurscheibe machte Harding am 18. Mai 1801. Damals zeigte sich in der südlichen Halbkugel des Planeten ein vom östlichen Rande bis zur Erleuchtungsgrenze südlich schräg durchgehender dunkler Streifen. Am folgenden Tage beobachteten Harding und Schröter diesen Streifen von 9 bis 11 Uhr vormittags mit 82- bis 291facher Vergrößerung. Er rückte augenscheinlich von Ost nach West fort, so daß sein östliches Ende um 11 Uhr nahe an der Mitte stand. Weitere Beobachtungen verhinderte die Witterung bis zum 22., an welchem Tage Schröter mit einem Dollondschen Achromaten von 4" Öffnung beobachtete [1]).

Lange Zeit blieben diese Wahrnehmungen vereinzelt, möglicherweise, weil der Planet nicht anhaltend genug verfolgt wurde. Erst am 11. Juni 1867 sah Prince bei ungewöhnlich klarer Luft etwas südlich von der Mitte des Planeten einen schwachen Flecken, und Birmingham glaubte am 13. März 1870 nahe am Ostrande einen hellen Flecken zu erkennen. Im ganzen ist die Beobachtung des Merkur behufs Untersuchung seiner Oberfläche lange Zeit vernachlässigt worden, bis Schiaparelli sich 1881 derselben zuwandte.

[1]) Bodes Jahrbuch für 1804, S. 98.

„Einige Versuche," sagt derselbe [1]), „welche ich im Jahre 1881 angestellt, überzeugten mich, daß es möglich sei, nicht allein Flecke auf der Merkurscheibe im vollen Tageslichte zu sehen, sondern auch von diesen Flecken hinlänglich zahlreiche Beobachtungen zu erhalten, und seit dem Beginne des Jahres 1882 entschloß ich mich, das regelmäßige Studium dieses Planeten zu unternehmen. Während der acht darauf folgenden Jahre habe ich den Merkur mehrere hundert Male in dem Gesichtsfelde meines Fernrohres gehabt, meistens allerdings mit wenig Nutzen und mit vielem Zeitverluste, weil bald die Luft zu unruhig, bald nicht hinreichend durchsichtig war. Nichtsdestoweniger ist es mir unter Anwendung der nötigen Geduld gelungen, mehr als 150 mal mit größerer oder geringerer Schärfe Flecke auf der Planetenscheibe zu sehen und eine hinreichend befriedigende Abbildung derselben zu machen." Diese Beobachtungen haben Schiaparelli zu der Überzeugung gebracht, daß Merkur in der gleichen Zeitdauer sich einmal um seine Achse dreht, in welcher er seinen Umlauf um die Sonne vollführt [2]). Auch fand Schiaparelli bestimmte Anzeichen einer Atmosphäre dieses Planeten, darunter zunächst die stets merkbare Thatsache, daß die dunklen Flecke auf der Oberfläche des Merkur am deutlichsten sichtbar sind, wenn sie sich nahe der Mitte der Scheibe befinden, dagegen undeutlicher werden und zuletzt verschwinden, sobald sie sich dem Rande nähern. „Ich habe mich davon überzeugt," sagt Schiaparelli, „daß diese Erscheinung nicht einfach von der größeren Schrägheit der perspektivischen Ansicht herrührt, sondern daher, daß sich der Wahrnehmbarkeit der Flecken am Rande ein größeres Hindernis entgegenstellt. Dieses Hindernis scheint aber nur folgendes sein zu können. Die Strahlen, welche vom Rande der Scheibe ausgehen, haben, um bis zu uns zu gelangen, einen viel längeren Weg in der Atmosphäre des Merkur zurückzulegen, als die Strahlen aus den mittleren Teilen, weil jene die Atmosphäre schräg durchlaufen müssen, um in unser Auge zu gelangen. Man hat also Gründe, zu glauben, daß die Atmosphäre des Merkur weniger transparent ist als diejenige des Mars und in dieser Beziehung mehr unserer Erdatmosphäre gleicht. Übrigens erscheint der kreisförmige Rand des Planeten, wo die Flecke beginnen weniger sichtbar zu werden, stets heller als der Rest, aber oft unregelmäßig glänzend, an einigen Punkten heller, an anderen weniger. Bisweilen sieht man auf diesem Rande ziemlich helle weiße Regionen, welche mehrere Tage andauern; aber im allgemeinen sind sie wechselnd und zeigen sich bald an dieser, bald an jener Stelle. Ich schreibe diese Erscheinungen Kondensationen zu, welche in der Merkuratmosphäre stattfinden; diese müssen nämlich das Sonnenlicht um so lebhafter reflektieren, je dichter sie sind. Ähnliche weiße Regionen zeigen sich häufig selbst in den innern Teilen der Scheibe, aber dann sind sie nicht mehr so hell als am Rande. Die dunkeln Flecke des Planeten, obwohl sie in ihrer Form und gegenseitigen Lage konstant sind, erscheinen nicht immer gleich deutlich. Sie sind bisweilen intensiver, oft wieder bleicher, ja es ereignet sich auch wohl, daß der eine oder andere Fleck momentan unsichtbar wird. Diese

[1]) Atti della Reale Accademia dei Lincei [4] 5, (2) 1889, p. 283. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 123, S. 241.

Eigentümlichkeit kann man wohl kaum einer anderen Ursache zuschreiben als atmosphärischen Kondensationen von ähnlicher Natur, wie unsere Wolken sind, die unserem Blicke bisweilen diesen oder jenen Teil der Merkuroberfläche verdecken. Ein Beobachter, welcher aus der Tiefe des Himmelsraumes unsere Erde betrachtete, würde hier etwas Ähnliches infolge der irdischen Wolken warnehmen.

„Die dunkeln Flecke, selbst wenn sie nicht durch atmosphärische Kondensationen unsichtbar gemacht worden sind, zeigen sich stets nur in Form von sehr schwachen Schattenzügen; unter gewöhnlichen Verhältnissen kann man sie nur mit großer Mühe und Aufmerksamkeit wahrnehmen. Bei besseren Gelegenheiten zeigen diese Schatten einen braunen und warmen Ton, wie Sepia. Dieser Ton erhebt sich nur sehr wenig von der gewöhnlichen Farbe des Planeten, welche meist ein lichtes Rosa ist. Es ist sehr schwer, in zufriedenstellender Weise die Gestalt dieser verwaschenen Flecken wiederzugeben, besonders weil ihre Umrisse so wenig Schärfe haben, daß der Willkür ein gewisser Platz bleibt. Indessen habe ich Grund zu der Annahme, daß diese Unbestimmtheit der Umrisse größtenteils nur scheinbar ist und herrührt von der nicht genügenden optischen Kraft des Fernrohres. Denn je besser die Bilder waren, und je vorzüglicher das Sehen, um so mehr offenbarte sich in diesen matten Flecken eine Tendenz, sich in eine Menge von kleinen Details aufzulösen. Es ist kein Zweifel, daß bei Anwendung eines mächtigeren Teleskops alles sich in schärfer abgesonderte Gestalten auflösen werde, genau so, wie man mit Hülfe eines Opernglases die dem Auge verwaschen und unbestimmt erscheinenden Mondflecken in eine Menge von scharfen Details auflöst. Gegenüber dieser Schwierigkeit der genauen Wahrnehmung der Merkurflecken scheint es nicht leicht, eine auch nur etwas begründete Meinung über ihre Natur zu äußern. Man könnte diese Flecken einfach der Ungleichheit der Materien zuschreiben, welche die feste Oberfläche des Planeten bilden, wie wir wissen, daß es beim Monde der Fall ist. Aber, wenn man in diesen dunkeln Flecken irgend etwas unseren Meeren Ähnliches sehen und zu Gunsten dieser Annahme auf die Atmosphäre dieses Planeten und die Kondensationen derselben hinweisen wollte, so glaube ich nicht, daß man dieser Meinung entscheidende Argumente entgegenstellen könnte."

Vorübergänge vor der Sonnenscheibe. Zu gewissen Zeiten bewegt sich Merkur auf seiner Bahn am Himmel vor der Sonnenscheibe vorbei. Er wendet dann der Erde natürlich seine Nachseite zu und erscheint als kleine schwarze Scheibe. Mit bloßem Auge sind diese Vorübergänge nicht zu sehen. Den ersten beobachtete Gassendi am 7. Januar 1631[1]). Spätere Beobachter wollen bei dieser Gelegenheit den Merkur von einer dunstartigen Hülle oder einem Ringe umgeben gesehen haben, auch helle Punkte behaupten einige Beobachter[2]) in der Nachtseite des Merkur erkannt zu haben, doch sind dies sicherlich nur Täuschungen gewesen.

---

[1]) Mercurius in sole visus. Amst. 1631. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 10, S. 133, 220.

Venus.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Newcomb): $a = 0{,}7233322$; $e = 0{,}0068207 - 0{,}000000479$; $\pi = 130^\circ\ 9'\ 49{,}0'' + 50{,}689''$; $\Omega = 75^\circ\ 46'\ 49{,}2'' + 32{,}394''$; $i = 3^\circ\ 23'\ 37{,}1'' + 0{,}067''$; $\mu = 5767{,}66982''$; säkulare Veränderung der hundertjährigen mittleren Bewegung $+ 0{,}0096''$; Masse $= 1 : 406750$. — Mittlerer scheinbarer Durchmesser in der Entfernung 1 : 17,552″ (nach E. Hartwig).

Für das bloße Auge ist Venus unstreitig der prachtvollste Stern des Himmels, der sogar bei Tage gesehen werden kann. Beobachtungen über die Helligkeit der Venus sind von Seidel, Bond, Zöllner und Pickering angestellt worden, die umfassendsten Untersuchungen dieser Art wurden indessen erst 1877 bis 1890 auf dem astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam ausgeführt[1]). Sie lieferten eine Helligkeitskurve für die Phasenwinkel von 22,5° bis 157,5°, aus der hervorgeht, daß innerhalb des Zeitraumes von 220 Tagen die Helligkeit der Venus kaum um etwas mehr als eine Größenklasse schwankt, so daß die Änderungen, welche die Lichtstärke infolge der wechselnden Entfernungen des Planeten von der Erde erfährt, zum größten Teil durch die Phasenwirkungen wieder ausgeglichen werden. Im Maximum wird Venus etwa 4,5. Größenklasse, also nahe 60 mal heller als Arktur, und dies tritt zwischen der unteren Konjunktion und der größten (östlichen oder westlichen) Elongation des Planeten ein. Die theoretischen Berechnungen über die Zeitpunkte dieser größten Helligkeit der Venus stimmen mit den Thatsachen nicht sonderlich überein; nach den Beobachtungen in Potsdam kann man annehmen, daß die größte Helligkeit bei einem Phasenwinkel von 118° 37′ eintritt, und der Zeitpunkt derselben im allgemeinen zwischen 32 und 39 Tagen vor oder nach der Konjunktion schwankt. In früheren Zeiten hat die Sichtbarkeit der Venus (um die Zeit ihrer größten Helligkeit) bei Tage großes Aufsehen gemacht, so in den Jahren 1609, 1630, 1716, 1750, 1760, 1789. Nach G. Müller braucht man indessen nicht anzunehmen, daß damals eine besondere Lichtentwickelung auf dem Planeten stattgefunden habe; unter günstigen Luftverhältnissen, und wenn man das direkte Sonnenlicht abhält, könne Venus vielmehr während ihrer ganzen Sichtbarkeitsdauer zu jeder Tageszeit mit bloßem Auge aufgefunden werden. Heis hat in der That sehr häufig bei hellem Sonnenschein Venus (und selbst Merkur) wahrgenommen. Trouvelot findet, daß bei klarem Himmel Venus für das bloße Auge sichtbar bleibt bis zu 10° Abstand von der Sonne bei unterer und bis zu 5° bei oberer Konjunktion, in der Nähe von Paris wurde sie dagegen niemals von ihm in geringerm Abstande als 20° von der Sonne wahrgenommen[2]).

Das sichtbare Spektrum der Venus ist nach Vogel im wesentlichen dem Sonnenspektrum gleich[3]), womit auch die Wahrnehmungen von Secchi[4])

---

[1]) Müllers Photometrie der Gestirne, S. 356. — [2]) Soc. astr. de France 1892, Febr. — [3]) Vogel, Unters. üb. d. Spektr. d. Planeten, 1874, S. 14. — [4]) Sugli spettri prism. delle stell fisse, Mem. I a, p. 38; II a, p. 25.

und Huggins[1]) übereinstimmen. Tellurische Linien in demselben sind nur schwach angedeutet. Die spektralphotographischen Aufnahmen zu Potsdam seit 1892 haben ergeben, daß zwischen den Wellenlängen $\lambda = 4600$ und $\lambda = 4060$ über 500 Linien des Venusspektrums mit solchen des Sonnenspektrums identisch sind und auch in Bezug auf Intensität der Linien völlige Übereinstimmung beider herrscht[2]). Eine photographische Aufnahme von Huggins aus dem Jahre 1879 zeigt das Spektrum von $\lambda = 4800$ bis $\lambda = 3200$ und ergiebt ebenfalls keine Abweichung vom Sonnenspektrum.

Der teleskopischen Betrachtung erweist sich Venus wenig günstig, so daß der jüngere Herschel sie den schwierigsten aller Planeten für das Teleskop nennt. Zu gewissen Zeiten, wenn der Himmel sehr klar und die Luft außerordentlich ruhig ist und man vorzügliche teleskopische Bilder mit Recht erwarten darf, liefern selbst schwache Vergrößerungen durchaus mittelmäßige Bilder der Venus, deren zerrissene, wallende und flackernde Bewegung den Beobachter zur Verzweiflung bringt. Für Beobachtungen nach Sonnenuntergang ist nicht nur der niedrige Stand des Planeten, sondern auch sein intensiver Glanz durchaus ungünstig; man muß sich deshalb, wie beim Merkur, auf Tagbeobachtungen beschränken.

1. Die Phasen. Die abwechselnden Lichtgestalten der Venus sind leicht wahrzunehmen, außer wenn der Planet sich in den oberen oder entfernteren Teilen seiner Bahn befindet. Besonders 35 bis 40 Tage vor oder nach der Konjunktion zeigt sich ihre schmale Sichel sehr schön. Der Durchmesser derselben beträgt dann nahe 50″, und in der klaren Atmosphäre von Chile und Persien soll zu dieser Zeit die sichelförmige Gestalt des Planeten schon mit bloßem Auge wahrnehmbar sein. Mittels eines geeignet aufgestellten Fernrohres kann man die Venus bei ihrer unteren Konjunktion bis in die unmittelbare Nähe der Sonnenscheibe verfolgen, wo sie als außerordentlich zarter Lichtfaden erscheint.

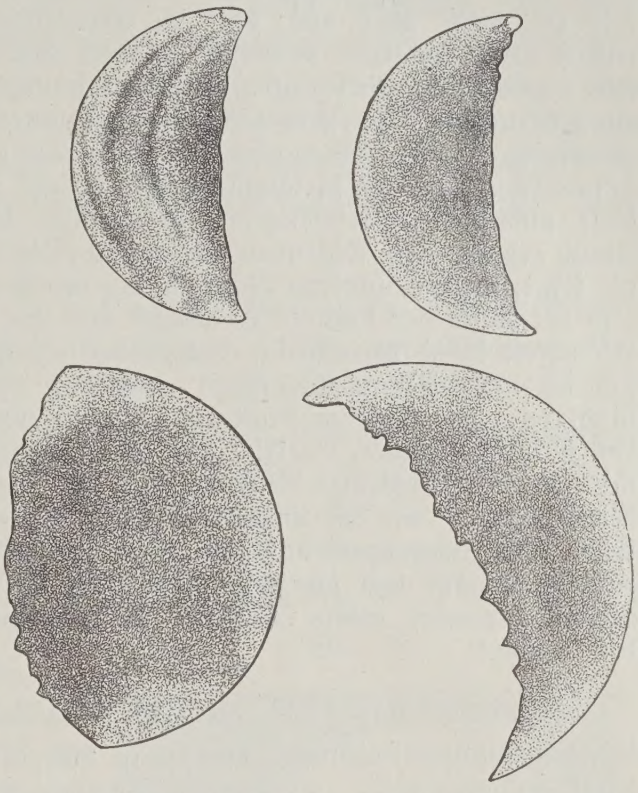
Wie beim Merkur, so ist auch die Sichel der Venus häufig weniger breit gefunden worden, als sie der Rechnung nach sein müßte. Besonders Beer und Mädler haben im Jahre 1836 durch genaue Beobachtungen diese Verminderung der Breite der erleuchteten Sichel konstatiert[3]), so daß über die Thatsache selbst kein Zweifel herrschen kann. Gegen die Lichtgrenze (die innere Begrenzung der hellen Sichel) nimmt der Glanz des Planeten beträchtlich ab. Um diesen Abfall des Lichtes deutlich zu sehen, muß man die Zeit wählen, wo die Sichel weder zu schmal noch zu breit ist. Dann gewährt es, wie Schröter sagt, oft einen sehr schönen Anblick, die ganze Lichtgrenze allenthalben bis zu den Hörnerspitzen matt abfallen zu sehen, so daß sie bei Tage gleichsam in die Farbe des Himmels überzugehen scheint. Am 20. November 1791 sah Schröter bei 161facher Vergrößerung die Erleuchtung an der Lichtgrenze bis zu 1″ oder $1^1/_2$″ Breite, fast so grau als die aschgrauen Mondflecke. Huth sah am 14. Januar 1806 die Nachtgrenze

---

[1]) Phil. Trans., 1864, p. 423. — [2]) Vogel, Sitzungsber. d. Kgl. Akad. d. Wiss. zu Berlin, 1895, II. — [3]) Beer und Mädler, Beiträge zur phys. Kenntnis der himmlischen Körper, S. 137.

der Venus ungewöhnlich stark schattiert, und zwei Tage später dort bis zu $^2/_3$ der Phase hinein ein mattes, grauliches Licht, das während einer Stunde zunahm, so daß zuletzt nur noch ein heller Ring von $^1/_4$ der Sichelbreite am Rande blieb. Am 16. Mai jenes Jahres sah derselbe Beobachter die südliche Hälfte der Venussichel beträchtlich heller als die nördliche, ebenso am 23. und 26. Mai.

Fig. 35.



In der Nähe der Hörnerspitzen, also der Pole der Venus, hat Gruithuisen zuerst im Dezember 1813 helle (Polar-) Flecke, anfangs am Südpole, später auch gleichzeitig an dem entgegengesetzten, gesehen (Fig. 35). Ähnliche Wahrnehmungen sind später auch von anderen Beobachtern gemacht worden. Gruithuisen machte sich anfangs den Einwurf, daß der äußere Rand der Venus ebenfalls sehr hell glänzt, und daß die hellen Polarflecke wohl nur dieses Randlicht sein könnten, das sich bis zu den Polen fortsetzt. Indessen sah er, so oft die Venus tief stand und das Randlicht von der Dämmerung gelb gefärbt war, daß die Polarflecke hell weiß erschienen, und fand ferner, daß auch bei größerer Höhe des Planeten über dem Horizonte das Randlicht bei weitem die Helligkeit der Polarflecke nicht erreichte, daß ferner die weißen Polarflecke nicht selten begrenzt erschienen, und endlich, daß das Randlicht am Äquator die größte Helligkeit hatte, gegen die Pole hin aber abnahm. Beer und Mädler fanden 1836 am 8. April beide Hörner, besonders das südliche, heller als den übrigen Teil der Venussichel, ebenso bemerkten sie am 6. Mai, daß das Südhorn merklich heller sei.

Gruithuisen hat untersucht, ob große oder kleine Fernrohre die Polarflecke der Venus besser erkennen lassen, indem er den Planeten mit Fraunhoferschen Achromaten von 5, $3^1/_2$ und $1^1/_2$ Fuß Brennweite beobachtete. Es zeigte sich, daß das kleinste Instrument die hellen Flecke am deutlichsten darstellte.

2. Der Dämmerungssaum. Im Jahre 1790 entdeckte Schröter an den Hörnerspitzen der Venussichel einen aschfarbenen Schimmer oder eine Verlängerung der Hörner in die Nachtseite des Planeten hinein. Er erklärte diesen Schein als den Dämmerungsbogen der Venusatmosphäre, und bemerkt, daß derselbe nur dann in guten Teleskopen sichtbar sein könne, wenn die Venus, vom Tageslicht befreit, sich in einer beträchtlichen Höhe über dem Abend- und Morgenhorizont, schmal erleuchtet, kurz vor und nach der untern Konjunktion zeigt.

Schröter beschreibt seine ersten Wahrnehmungen dieses Dämmerungssaumes mit folgenden Worten: „Am 9. März 1790 fiel der Planet bis $6^3/_4$ Uhr unter 74-, 95- und 161maliger Vergrößerung des siebenfüßigen Reflektors außerordentlich schön und deutlich ins Gesicht. Das nördliche Horn lief wie das südliche äußerst spitz zu, ragte aber nicht über die Erleuchtungsgrenze hervor; von seiner äußerst feinen Spitze hingegen entdeckte ich noch eine Strecke an der Randfläche der Nachtseite, zwar intermittierend, aber doch immerfort und unter allen Vergrößerungen ein sehr mattes bläuliches Licht, welches unterdessen sehr gut gegen das hellere der Hornspitze abstach. Ich machte den eben dazu gekommenen Herrn Tischbein darauf aufmerksam, der es gleichfalls genau ebenso wie ich deutlich erkannte. Wir sahen diese unerwartete Erscheinung eine Stunde lang, bis Venus einen zu niedrigen Stand erhielt. Am folgenden Abend bemerkte ich unter ebenso günstigen Umständen die feine, matte, bläuliche Lichtspitze an den Enden der beiden Hörnerspitzen, wodurch also der Rand der dunkeln Halbkugel auf eine Strecke erhellt wurde, und der ganze erleuchtete Rand beträchtlich mehr als einen halben Kreis einnahm. Den 11. März sah ich mit völliger Gewißheit, daß das südliche Horn, wie am 9., aus einer längeren, viel feineren Lichtlinie als das nördliche bestand, und an dessen Ende das bläuliche, matte, merklich über die erleuchtete Halbkugel kaum eingreifende Licht mit 95- und 74maliger Vergrößerung bis um $6^1/_2$ Uhr. Den 12. März, am letzten heitern Abende vor der unteren Konjunktion der Venus, entdeckte ich mit den nämlichen Vergrößerungen außerordentlich deutlich und gewiß, daß sich das südliche Horn abermals über die Lichtgrenze erstreckte, aber nur am nördlichen fand ich die gedachte, äußerst matte Lichtspitze bis auf einige Grade vom Bogen der Nachtseite der Venus."

Herschel hat 1793 am 20. Mai den Dämmerungsbogen der Venus deutlich wahrgenommen, ebenso in den dreißiger Jahren wiederholt Gruithuisen. Im Mai 1849 fand Mädler am Dorpater Refraktor die Hörner beiderseits um 10^0 ja 20^0 in die dunkle Nachtseite übergreifend. Secchi sah am 8. Mai 1857 den Dämmerungsbogen $19^1/_2{}^0$ über das nördliche und ebensoviel über das südliche Horn hinausragen. In den Jahren 1871 und 1873 zeigte der Bothkamper Refraktor den dunkeln Teil der Planetenscheibe bis zu einer Entfernung von etwa 30^0 von der Beleuchtungsgrenze, diese Lichterscheinungen schienen jedoch nicht immer sichtbar zu sein. Ein Übergreifen der eigentlichen Hörnerspitzen in die Nachtseite konnte aus den am Tage angestellten Messungen nicht nachgewiesen werden [1]). Bei den Vorübergängen der Venus vor der Sonnenscheibe haben frühere Beobachter einen Lichtsaum um die dunkle Planetenscheibe gesehen. Dieser ist bei dem Vorübergange am 6. Dezember 1882 auch mit modernen Instrumenten wiederum gesehen worden. Prof. Vogel in Potsdam sah [2]) am 11zölligen Refraktor bei 170facher Vergrößerung unter Anwendung eines helioskopischen Okulars, als Venus halb eingetreten war, die ganze Scheibe vollkommen schwarz und um dieselbe einen leichten Schimmer von 1″, höchstens 1,5″ Breite, nach innen am intensivsten leuchtend, nach außen allmählich abnehmend, sonst jedoch vollkommen gleichmäßig um den Umfang der Venusscheibe verteilt. Bei weiterem Eintritt der Venus in die Sonne wurde der Lichtbogen schwächer. Langley sah [3]) auf dem Alleghany-Observatorium, als ein Teil der Venus in die Sonne getreten war, allmählich den Planeten völlig von einem Licht-

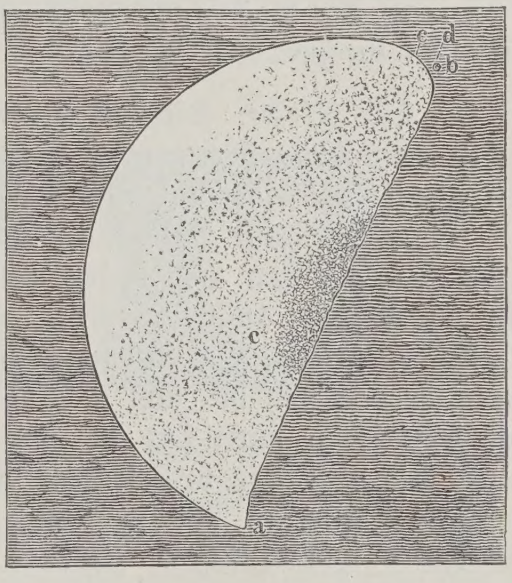
[1]) Bothkamper Beob., Heft 2. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2489. — [3]) Monthly Notices, XLIII, Nr. 3.

ringe umgeben und auf der Scheibe einen hellen Fleck, den er nicht für Täuschung hält, sondern glaubt, „daß er einer lokalen Ursache auf dem Planeten Venus zugeschrieben werden muß". J. E. Keeler sah an einem kleinen Fernrohre die Erscheinung ebenfalls, nach seiner Meinung hätte aber die leuchtende Erscheinung hauptsächlich außerhalb des Planetenrandes gelegen.

L. Brenner hat zu Lussinpiccolo 1895 häufig den Schröterschen Dämmerungssaum gesehen [1]). Am 7. Juni erschien er in den frühen Mittagsstunden um die ganze Scheibe herum, die sich als dunkle Fläche zeigte. An einigen anderen Tagen erschien der Saum 50° jenseits beider Hörner, wenn die helle Scheibe verdunkelt wurde.

3. Unregelmäßigkeiten der Lichtgrenze und der Hörnerspitzen. Bereits la Hire erkannte im August 1700 an 90facher Vergrößerung eines nichtachromatischen 16füßigen Fernrohres, daß Venus, wenn sie als schmale Sichel erscheint, an der innern Lichtgrenze eine unregelmäßige Begrenzung zeigt, und Briga beschrieb diese Grenze als ausgekerbt, ja er änderte dem entsprechend sogar Cassinis Zeichnungen der Venussichel. Genauere Beobachtungen stellte Schröter gegen Ende des vergangenen Jahrhunderts an; er fand die Lichtgrenze oft schwach gezahnt, die Hörner ungleich breit, ja außerhalb derselben helle Punkte, die er für Bergspitzen erklärte, die aus der Nachtseite hervorragten. Die erste Beobachtung dieser Art geschah am 28. Dezember 1789 5 Uhr abends [2]). Bei 161- bis 370fachen Vergrößerungen des siebenfüßigen Spiegelteleskops erschien damals das nördliche Horn in seiner gewöhnlichen, spitzen Gestalt, und etwas in die Nachtseite übergreifend, das südliche dagegen war stumpf abgerundet, und ganz von demselben getrennt zeigte sich ein feiner Lichtpunkt *d* südlich in der Randfläche (Fig. 36). Ähnliches sah Schröter 1790 am 21. Februar und 12. März, 1793 am 16. und 19. Mai, 1794 am 20. und 22. Dezember. Am 9. März 1790, $6^3/_4$ Uhr abends, bemerkte er am südlichen Horne eine isolierte hackenförmige Erhöhung. Die Ungleichheiten im Aussehen der Hörnerspitzen fand Schröter schnellen Veränderungen unterworfen, und schloß daraus auf eine Umdrehung dieses Planeten um seine Achse von $23^h\ 21^m$.

Fig. 36.



Gruithuisen hat die Lichtgrenze der Venus sehr häufig ausgezackt gesehen, besonders auffallend am 3. April 1833 und am 5. Juli 1841 (Fig. 35 unten). Beer und Mädler haben 1833 Veränderungen im Aussehen der Hörner, besonders des südlichen, wahrgenommen, welche ihnen auf eine Um-

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3332. — [2]) Selenotopogr. Fragm., §. 522.

drehungsdauer der Venus von 23 bis 24^h zu deuten schienen. Merkwürdige Beobachtungen gelangen im April und Mai 1841 auf der Sternwarte zu Rom unter Anwendung eines sechszölligen Refraktors von Cauchoix[1]). De Vico und sein Mitbeobachter erkannten ein ungeheures von Bergen umgebenes Thal, 4,5″ im Durchmesser, einem Mondkrater ähnlich, jedoch sehr viel größer. Man sah deutlich Nacht für Nacht, wie sich dasselbe der Lichtgrenze näherte. In der Nähe des Nordhorns erschien zuerst ein schwarzer Fleck, der nach und nach von hellem Lichte umrandet wurde, darauf als Halbring in die dunkle Seite eingriff, und zuletzt als schwarzer Einschnitt zwischen zwei hellen Vorsprüngen erschien. In den Jahren 1871 bis 1873 zeigten sich in dem 11zölligen Refraktor zu Bothkamp nur an wenigen Tagen Andeutungen von Ein- und Ausbuchtungen der Lichtgrenze, aber niemals konnten dieselben mit solcher Bestimmtheit fixiert werden, daß man aus einer etwaigen Wiederkehr oder Lagenveränderung in kürzerer Zwischenzeit auf eine Rotation des Planeten hätte schließen können. Oft schienen Ausbuchtungen vorhanden zu sein, bei sorgfältiger Prüfung zeigte sich aber die Beleuchtungsgrenze ganz gleichmäßig verlaufend; hellere in der Nähe dieser Grenze befindliche Stellen hatten die Täuschung hervorgebracht. Die Entscheidung war übrigens oft schwierig, besonders dann, wenn durch die Unruhe der Luft die Ränder des Planeten stark undulierten. Kleinere Auszackungen, Vorsprünge, isoliert auf der Nachtseite liegende Punkte, Gestaltsveränderungen der Hörner, sind dort nie beobachtet worden[2]).

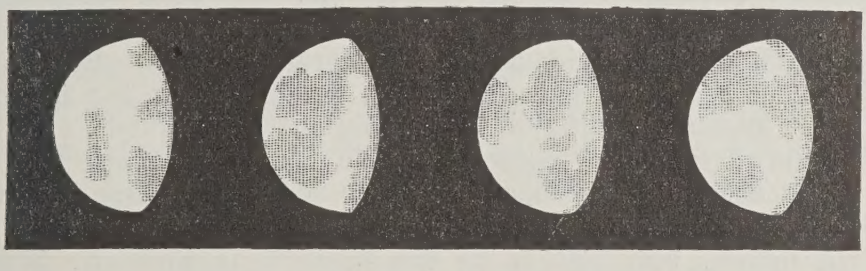
4. Die Flecke. Sie sind außerordentlich schwach, meistens, selbst mit den besten Ferngläsern überhaupt nicht wahrnehmbar, und häufig ist der Virgilsche Ausspruch „aut videt aut vidisse putat“ der Schluß des Beobachters.

Fontana war der erste, der am 25. Dezember 1645 abends in der Nähe des südlichen Horns der Venussichel einen dunkeln Fleck wahrnahm. Am 14. Oktober 1666 sah Dominicus Cassini zu Bologna mehrere helle Stellen auf dem Planeten und ebenso am 28. April 1667 dunkle Flecke, deren Beobachtung bis zum 6. Juni fortgesetzt werden konnte. Es zeigte sich, daß diese Flecke ihren Ort auf der Planetenscheibe im Sinne einer Rotation von West nach Ost veränderten. Als Cassini später nach Paris berufen worden, gelang es ihm dort mit wesentlich besseren Instrumenten niemals die Flecke wiederzusehen. Dagegen erkannte Bianchini zu Rom in den Jahren 1726 und 1727 mittels eines Campanischen Fernrohres von 66 Fuß Länge, $2^1/_2$ Zoll Objektivöffnung und 112facher Vergrößerung häufig dunkle, mehr oder weniger rundliche Flecke, ähnlich denjenigen des Mondes, mit unbewaffnetem Auge. Nach den Zeichnungen Bianchinis umgeben diese Flecke den Äquator der Venus und bilden drei Oceane, von denen einer nahezu kreisförmig ist, während die andern länglich sind, und jeder der letzteren wieder in drei durch schmale Kanäle verbundene Becken zerfällt. Außer diesen sah Bianchini noch zwei andere Flecke, einen in der Nähe des südlichen, den andern hufeisenförmig in der Nähe des nördlichen Poles der Venus. Der

[1]) Astr. Nachr., Bd. 17, S. 307. — [2]) Bothkamper Beob., Heft 2.

Beobachter glaubte, daß diese Flecke nur eine äußerst langsame Bewegung zeigten. Lange Jahre gelang es nicht mehr, auf der Venus Flecke zu erkennen. W. Herschel sah sich vergebens mit seinen großen Teleskopen nach Details auf der Venus um, nur zwischen dem 19. Juni und 3. Juli 1780 sah er einen matten Anflug, der aber keine weiteren Schlüsse gestattete. Bode sah am 5. April und 24. Mai 1788 mit einem $3^1/_2$füßigen Dollondschen Achromaten einige dunkle Stellen auf der hell erleuchteten Sichel. Schröter bemerkte nur einmal, am 29. August 1801, einen schwachen, schrägen, dunkeln Streifen auf der Venus, und in demselben Jahre sah auch Fritsch gegen Ende März einige Male höchst undeutliche Spuren eines Fleckes. Nach Gruithuisen giebt es Jahre, in welchen fast allemal dunkle Streifen ungefähr in der Meridianrichtung auf der Venusscheibe sichtbar sind. Im Jahre 1813 sah er solche Meridianstreifen besonders im Dezember mehrere Male (Fig. 35 oben). Im Jahre 1835 sah er einzelne am 4., 11., 13. Oktober und einmal am 3. Juni 1836. Helle runde Flecke sah derselbe Beobachter oftmals in den Jahren 1813, 1814, 1817, 1821 und 1841. Beer und Mädler vermochten 1833 keine Flecke wahrzunehmen, nur am 7. und 8. April 1836 wurde ein matter Fleck vermutet, über den aber keine Gewißheit zu erhalten war. In demselben Jahre, in welchem Venus eine ausgezeichnet günstige Stellung für Beobachtungen auf der nördlichen Erdhalbkugel besaß, hat Lamont mit dem größten, damals vorhandenen Refraktor (von $10^1/_2$ Zoll Öffnung) den Planeten sehr häufig beobachtet, aber nie eine Spur von

Fig. 37.



Flecken wahrgenommen; er bot stets das Aussehen einer vollkommen glatten Kugeloberfläche dar. Um so merkwürdiger sind die bald darauf in den Jahren 1839 bis 1842 auf der Sternwarte zu Rom angestellten zahlreichen Beobachtungen von Venusflecken. Man erkannte dort die Bianchinischen Flecken in ihren alten Umrissen, außerdem krater- oder ringgebirgartige Formationen und de Vico schloß aus diesen Beobachtungen auf eine Rotationsdauer der Venus von $23^h\ 21^m\ 22^s$. Die Beobachter zu Rom haben nicht weniger als 145 Zeichnungen von Venusflecken erhalten, manche derselben sind allerdings wenig charakteristisch; die obenstehenden (Fig. 37) gehören zu den besseren. Später haben de la Rue, Huggins, Worthington mit einem 13zölligen Spiegelteleskop, ferner Seabrocke, auf der Venusscheibe gelegentlich teils helle Flecke, teils wolkige, kraterähnliche Gestalten von verschiedener Form und Größe gesehen. Nach allem ist es wahrscheinlich, daß, wie schon der ältere Herschel annahm, die Venusflecke wolkenartige Gebilde einer dichten Atmosphäre sind, und daß diese letztere nur in seltenen Fällen

hinreichend klar erscheint, um uns den Anblick der eigentlichen Oberfläche des Planeten mit ihren ungeheuren Ringebenen zu gestatten. Wäre die Atmosphäre der Venus hinreichend klar, so müßte sich letztere also ein außerordentlich interessantes Objekt im Fernrohre darbieten, da ihr scheinbarer Durchmesser so beträchtlich ist.

In welchem Grade oft die Sichtbarkeit der Venusflecke von äußeren Verhältnissen bedingt wird, und wie wenig man bis jetzt noch diese Umstände kennt, mag folgende von Webb aus den „Philosophical Transactions" entlehnte Beobachtung zeigen. Am 23. Januar 1749 oder 1750 sah man ein prachtvolles Nordlicht. Gegen 6 Uhr abends beobachtete Dr. Miles Jupiter und Venus mit einem Shortschen Spiegelteleskop an 200facher Vergrößerung und zeigte sie einigen anwesenden Freunden. Bald darauf entwickelte sich eine rote Nordlichtwolke und bedeckte beide Planeten. Da Venus noch hell glänzend blieb, so beobachtete Dr. Miles weiter und sah nun zu seinem Erstaunen, daß der Planet beträchtlich deutlicher erschien als zuvor. Diese Wahrnehmung wurde von den anwesenden Freunden bestätigt. Alle erblickten auf der Scheibe des Planeten dunkle Flecke ähnlich denjenigen des Mondes, während sie früher nichts dergleichen wahrgenommen hatten. Trouvelot hat vom 13. November 1877 bis 7. Februar 1878 zwei bemerkenswerte weiße Flecke in der Nähe der Sichelspitzen gesehen. Der südliche, welcher immer am hellsten war, erschien besonders vom 16. Januar bis 5. Februar sehr hervorragend und schien aus einer Menge von hellen Spitzen zusammengesetzt, die nordwärts eine Reihe heller, sternähnlicher Lichtpunkte bildeten. Nach der unteren Konjunktion, die einige Tage später erfolgte, konnten die hellen Flecke nicht mehr wahrgenommen werden. Dieselbe Erscheinung wurde von Seagrave in Providence mit einem 8zölligen Refraktor gesehen. Russell in Sydney bemerkt, daß er im Juni 1876 zu wiederholten Malen in der Nähe des Südhorns der Venus einen hellen Fleck gesehen habe [1]). W. Denning hat im Frühling 1881 die Venus anhaltend mit seinem 10zölligen Reflektor beobachtet [2]). Er sah auf ihrer Oberfläche dunkle Schatten und hellere Gebiete, ebenso helle Flecke nahe an den Hörnern der Sichel, endlich gelegentlich nahe der Lichtgrenze kraterförmige Gebilde wie 1841 de Vico in Rom. Die Lage der Flecke schien sich rasch zu ändern in der Richtung gegen Westen, was der Beobachter auf eine kurze Rotationsdauer deutete.

Auf der Lick-Sternwarte wurde Venus in der ersten Hälfte 1889 bei jeder geeigneten Gelegenheit am 36zölligen Refraktor beobachtet, ohne daß sich etwas Besonderes zeigte. Bei fünf Gelegenheiten glaubte Prof. Holden matte dunkle Flecke wahrzunehmen, doch hält er sie für Kontrasterscheinungen, hervorgerufen durch den sehr glänzenden Rand des Planeten. Einmal (29. Mai) wurden zwei kleine Einbuchtungen an der Lichtgrenze gesehen oder vielmehr eine davon nur vermutet [3]). Flecke von höchst eigentümlicher Gestalt hat Lowell in den Monaten August bis Oktober 1896 auf der Venusscheibe gesehen [4]), lang, schmal, streifenförmig, wie man solche nicht erwarten würde. Sie schienen nicht wolkenförmiger Natur zu sein, sondern festen Oberflächenteilen des Planeten anzugehören. Ihre Farbe war strohfarbig und ihre Form so deutlich, daß sie einen sichern Schluß auf die (kurze) Rotation des Planeten gestatteten. Diese Wahrnehmungen sind von anderen Beobachtern aufs schärfste bestritten worden und man darf in der That um so eher an der Realität dieser Art von Flecke zweifeln, als Lowell ganz ähnliche Gestalten auch auf der Merkurscheibe zu sehen behauptet.

5. Die Rotation. Auf die Umdrehungsdauer der Venus hat man aus den Bewegungen der wahrgenommenen Flecke, außerdem aus den Ver-

---

[1]) The Observatory, Nr. 42, p. 574. — [2]) Monthly Notices R. A. S., 1882, Vol. 42, Nr. 3, p. 109. — [3]) Bull. Soc. Astr. of the Pacific, 1896, Nr. 50, p. 187. — [4]) Monthly Notices R. A. S., Vol. 57, Nr. 3, p. 148.

änderungen in der Gestalt der Spitzen oder Hörner der Venussichel geschlossen. Aus den Beobachtungen Dominicus Cassinis leitete Jacob Cassini[1]) eine Rotationsdauer von $23^h\ 15^m$ ab, Bianchini aus eigenen Beobachtungen eine solche von $24^1/_3{}^d$, Schröter fand[2]) aus den Gestaltsveränderungen der Spitzen der Sichel $23^h\ 21^m$, de Vico berechnet aus den Beobachtungen zu Rom 1839 bis 1841 diese Dauer zu $23^h\ 21^m\ 22^s$. In jüngster Zeit hat Schiaparelli indessen gezeigt, daß alle diese Bestimmungen durchaus unsicher sind, besonders auch diejenigen de Vicos, dessen Ableitung sogar durch Rechenfehler entstellt ist. Durch eigene Beobachtungen vom 5. November 1877 bis zum 7. Februar 1878 und durch die Diskussion einiger zuverlässigen, fremden Wahrnehmungen kommt Schiaparelli[3]) zu folgenden Schlußfolgerungen: „Die Rotation der Venus ist eine sehr langsame und erfolgt in der Weise, daß die Lage ihrer Flecke zur Grenze zwischen Licht und Schatten im Verlauf eines ganzen Monats keine merklichen Veränderungen zu erleiden scheint. Von den wenigen Beobachtungen scharf umschriebener Flecke, die es möglich war, zu sammeln, erhält man als sehr wahrscheinliches Resultat, daß die Rotation in $224{,}7^d$ erfolgt, d. h. in einer Periode, die genau derjenigen des siderischen Umlaufs des Planeten gleich ist. Die Rotationsachse steht nahezu senkrecht auf der Bahnebene. Gleichwohl ist die Möglichkeit nicht ausgeschlossen, daß die Rotation bis auf einige Wochen mehr oder weniger von der angegebenen abweicht, dagegen sind Rotationen, die von 24^h wenig verschieden sind, ganz ausgeschlossen." Mit diesen Ergebnissen stimmen die Beobachtungen von Perrotin zu Nizza während der Monate Mai bis Oktober 1890 gut überein, dagegen kommt Niesten zu dem Ergebnisse, daß nach seinen und Stuyvaerts Beobachtungen zu Brüssel 1881 bis 1890 eine nahezu 24stündige Rotation der Venus anzunehmen sei[4]) und L. Brenner berechnet sogar auf Grund seiner Beobachtungen die Rotation der Venus zu $23^h\ 57^m\ 36^s$[5]). Die unzureichenden Grundlagen dieser Berechnungen haben die jüngsten Untersuchungen von Dr. Villiger ergeben[6]), indem er nachwies, daß der größte Teil der auf der Venus beobachteten Flecke eine Folge von Kontrastwirkung ist, welche durch die Lichtverteilung und zuletzt durch das auf der Planetenoberfläche geltende Beleuchtungsgesetz bedingt wird.

Unter Zugrundelegung des Lommel-Seeligerschen Beleuchtungsgesetzes findet Villiger, daß die Lichtverteilung auf einer unvollständig beleuchteten Planetenscheibe in der That Eigentümlichkeiten aufweist, welche den auf der Venusscheibe wahrgenommenen Flecken und Streifen ähnlich sind, und deren Natur als Oberflächenteile des Planeten selbst höchst unwahrscheinlich machen. Ein Mittel, der Frage auch experimentell näher zu treten, bietet die Beobachtung beleuchteter Kugeln aus zerstreut reflektierenden Substanzen dar. Mit solchen Kugeln hat Dr. Villiger selbst Versuche angestellt, wobei dieselben in etwa 400 m Entfernung von der Sternwarte aufgestellt und mittels einer Petroleumlampe beleuchtet wurden, so daß es möglich war, jeden

---

[1]) Mém. Acad. Paris 1732. — [2]) Aphroditogr. Fragmente. Helmstedt 1796. — [3]) Astr. Nachr., Bd. 138, S. 252; Consid. sul moto rotatorio del pianeta Venere. Milano 1890. — [4]) Mém. Acad. royal de Belgique 1891. — [5]) Journ. British Astr. Assoc., Vol. 7, Nr. 5, p. 280. — [6]) Neue Annalen der Sternwarte bei München, 1898, Bd. 3, S. 301 u. ff.

Phasenwinkel herzustellen. Als Beobachtungsfernrohr diente ein fünfzölliger Refraktor, dessen Gesichtsfeld durch seitliche Beleuchtung des Objektivs erhellt wurde, um den natürlichen Verhältnissen bei Beobachtung der Venus möglichst zu entsprechen. Zu den Versuchen wurden zwei verschiedene Kugeln aus Gummi oder Gips benutzt. Der dunkle Meridianstreifen und die hellen Polarflecke waren bei beiden Substanzen sichtbar; bei nahe halberleuchteter Kugel waren besonders die hellen Polarflecke auffallend deutlich. Betrachtet man die von Villiger gegebenen Zeichnungen, so glaubt man Zeichnungen der sichelförmigen Venus zu sehen, mit den schwachdunkeln Längsstreifen, den matten hellen Stellen und den hellen Kalotten an den Hörnern der Sichel. Auch mit den Zeichnungen von Venusflecken, die am zehnzölligen Refraktor zu München erhalten wurden, stimmen sie gut überein. Wenn nun gerade die dunkeln Meridianstreifen, ja sogar zum Teil der helle Rand dazu benutzt wurden, um als wesentliche Stütze der 224tägigen Rotationsdauer zu dienen, und es nun außer Zweifel steht, daß jede Kugel, auf welcher das Lommel-Seeligersche Beleuchtungsgesetz in seiner allgemeinen Form gilt, bei nur unvollständiger Beleuchtung schon aus physiologisch-optischen Ursachen ganz ähnliche dunkle Streifen zeigt, so muß die Unveränderlichkeit der Venusflecke während mehrerer Tage als ganz selbstverständlich angesehen werden, und hat man durchaus nicht mehr nötig, zu einer sehr langsamen Rotation seine Zuflucht zu nehmen, welche Rotation schon an sich recht unwahrscheinlich ist.

Auffallend könnte es erscheinen, daß auch Zeichnungen, aus denen nach der eigenen Angabe des Beobachters eine kurze Rotationszeit folgt, mit dem Versuche recht gut übereinstimmen. Die Sache ist indessen einfach erklärlich; denn wenn der Beobachter richtig sieht, so muß er jene Einflüsse, welche mit der Lichtverteilung zusammenhängen, mitmachen, auch wenn er gleichzeitig wirkliche Flecke sieht. Die durch physiologische Wirkungen erzeugten Flecke werden sich offenbar mit den sehr schwachen reellen Gebilden oft teilweise vermischen und dadurch die Auffindung der Rotationszeit sehr erschweren, wenn nicht gar zur Unmöglichkeit machen. Als Endresultat seiner ganzen Untersuchung bezeichnet daher Dr. Villiger folgende Sätze: „Der Bestimmung der Umdrehungszeit des Planeten Venus aus Beobachtungen seiner Oberfläche stellen sich Schwierigkeiten entgegen, welche ihre Ursache zum Teil in dem Beleuchtungsgesetze, das auf dem Planeten gilt, und damit zusammenhängend in unserm Sehvermögen haben. Erst ein genaueres Studium dieser Einflüsse wird uns Mittel an die Hand geben, die reellen Gebilde von den Sinnestäuschungen zu trennen und damit einen einwurfsfreien Wert für die Rotation abzuleiten."

6. Die Phosphorescenz der Nachtseite der Venus. Diese merkwürdige Erscheinung ist, obgleich im allgemeinen selten, doch unzweifelhaft sicher konstatiert. Zu gewissen Zeiten sieht man sie leicht und häufig, Jahre hindurch sucht man zu andern Zeiten vergebens danach, und selbst ein Beobachter wie Winnecke hat Hunderte Male absichtlich nach diesem Phänomen ausgeschaut, ohne eine Spur davon zu erblicken. Einige Beobachter haben die ganze unerleuchtete Seite des Planeten in einem grauen Schimmer gesehen, andere nur einen größern Teil derselben, wieder andere bezeichnen die Farbe des phosphorescierenden Lichtes als rötlich oder graulichrot. Engelmann bezeichnet sie als graugrünlich, v. Hahn als Grau ins Bräunliche. Es dürfte sich empfehlen, nach diesem sekundären Lichte zu suchen, wenn die Sichel der Venus sehr schmal ist, aber dann muß freilich der Planet eine hohe nördliche Breite haben, damit die Dünste des Horizonts nicht zu störend einwirken. Man könnte auch durch ein dünnes, undurchsichtiges Plättchen im Brennpunkte des Objektivs, die leuchtende Sichel der Venus verdecken, und untersuchen, ob die Nachtseite sichtbar würde.

Folgendes ist eine Übersicht aller bis jetzt bekannten Wahrnehmungen des aschgrauen Lichtes in der Nachtseite der Venus:

1. Die älteste, leider nicht datierte Beobachtung stammt von William Derham, und findet sich in seiner 1714 erschienenen „Astrotheology". Dort heißt es in dem von der runden Gestalt der Himmelskörper handelnden Kapitel: „Diese runde Kugelform ist an unserm Monde wie auch an der Venus mit Augen deutlich zu sehen, an welcher, wenn ihre Gestalt spitzig gehörnt ist, man sogar den finstern Teil ihrer Kugel erkennen kann, indem solcher sich unter einer dunkeln und unscheinbaren Farbe sehen läßt."

2. Die zweite bekannte und zugleich älteste datierte Beobachtung stammt von Christfried Kirch, der das Phänomen zweimal sah, 7. Juni 1721 und 8. März 1726. Schönfeld hat beide Beobachtungen aus den Originalpapieren Kirchs in extenso abdrucken lassen.

3. Die nächste, von Olbers aufgefundene Beobachtung machte Andreas Mayer, Professor der Mathematik und Physik in Greifswald (gest. 1782), welcher am 20. Oktober 1759 um $0^h\ 44^m\ 47^s$ wahrer Zeit die Kulmination der Venus (in $-21°\ 31'$ Deklination) am sechsschuhigen Birdschen Passageinstrumente beobachtete, und dazu bemerkt: „Etsi pars lucida Veneris tenuis admodum erat, nihilominus integer discus apparuit, instar lunae crescentis, quae acceptum a terra lumen reflectit."

4. Wilhelm Herschel in seiner Abhandlung „on the planet Venus" sagt: „er habe mehrmals einen Teil des Randes der dunkeln Halbkugel der Venus in einem matten Licht gesehen, und lasse es dahingestellt sein, was es eigentlich sein möchte, sei aber nicht abgeneigt zu glauben, daß vielleicht alle Planeten ein phosphorescierendes, eigentümliches Licht haben möchten."

5. Friedrich Graf von Hahn. Die Beobachtungen geschahen im Frühjahre und Sommer 1793.

6. J. H. Schröter erzählt in seinem Nachtrage zu den aphroditographischen Fragmenten, daß er das Phänomen am 14. Februar 1806 7^h abends gesehen habe.

7. In demselben Jahre gelangen C. L. Harding zu Göttingen drei Beobachtungen, 24. Januar, 28. Februar und 1. März, welche derselbe in Bodes Jahrbuch beschrieben hat.

8. Die nächste Beobachtung stammt von J. W. Pastorff in Buchholz und findet sich in dessen Aufsatze „Fernere Bestätigung, daß Venus, Jupiter und Saturn mit auffällig sichtbaren Lichtsphären umgeben sind". Doch findet sich keine Zeitangabe.

9. F. Gruithuisen, als nächster Zeuge, bemerkt über das sekundäre Licht der Venus:

„Ich habe es nur ein einziges Mal gesehen, am 8. Juni 1825 früh 4 Uhr, mit 60- und 150maliger Vergrößerung des 30zölligen Fraunhoferschen Fernrohres (65 mm Öffnung). Anfänglich glaubte ich, die Dämmerung vor den Hörnerspitzen täusche so, allein dazu war die Sichel der Phase schon zu breit."

Da die Sonne an diesem Tage zu München um $4^h\ 1^m$ aufgeht, so ist Gruithuisens Beobachtung als bei Tage gemacht zu betrachten.

10. Die nächstfolgende Beobachtung findet sich in den „Monthly Notices of the Royal Astronomical Society" und ist von Guthrie im Dezember 1842 gemacht.

11. G. A. Jahn in Leipzig teilte Folgendes, als von ihm beobachtet, mit:

„Die Venus zeigte (1855) am 27. September $22^h\ 55^m$ mittlerer Zeit und den 28. September $23^h\ 0^m$ mittlerer Zeit (also nahe ihrer untern Konjunktion) verwaschene Hörnerspitzen, die Nachtseite war ein wenig zu erkennen; das gebrauchte Fernrohr (Fraunhofer) von vier Fuß Länge und drei Pariser Zoll (81 mm) Öffnung hatte die Vergrößerung 80."

Beide Beobachtungen fanden also am hellen Mittage statt.

12. In den Monthly Notices teilt G. Knott eine Beobachtung von Berry mit vom Abende des 14. Januar 1862.

13. Von nun an häufen sich die Beobachtungen und kommen fast jedes Jahr vor.

Die nächstfolgende Nachricht ist von C. Leeson Prince zu Ufield, welcher die Venus während der untern Konjunktion des Jahres 1863 zwischen 23. und 30. September fast täglich mit einem 12füßigen Refraktor von 170 mm Öffnung beobachtete. Beobachtungen an sechs Tagen, sämtlich um die Mittagszeit; an vier Tagen die ganze Scheibe gesehen, an zwei Tagen den vollständigen Lichtkreis um die Scheibe herum.

14. W. Engelmann zu Leipzig fand 1865 „bei Gelegenheit von Messungen des Venusdurchmessers, der Phase und der Ausdehnung der Hörner am 20. April, daß die dunkle Seite ganz deutlich wahrzunehmen sei, sie erschien in einem etwas hellern graugrünlichern Tone als der Himmelsgrund, am besten gleich nach Sonnenuntergang. Die Erscheinung wurde noch öfters auch von Bruhns, Auwers und Zöllner gesehen."

15. Die untere Konjunktion im Dezember 1867 ward von C. S. Lymann, Professor der Astronomie am Yale College zu Newhaven U. S., sehr sorgfältig und mit ausgezeichneten Instrumenten verfolgt. Die Ausdehnung der Hörnerspitzen über mehr als einen Halbkreis wurde bereits am 7. Dezember (vier Tage vor der Konjunktion) und noch am 18. Dezember (sieben Tage nach derselben) gesehen und mit dem Filarmikrometer gemessen; sie wuchs von 202° (am 18.) bis 230° (am 14.), und am 10. (Venus 1° 8′ vom Sonnenrand) sowie am 12. (1° 36′ vom Sonnenrand) wurde der volle Lichtkreis gesehen.

„Die Erscheinungen waren ähnlich, vielleicht etwas besser beobachtet, am 12. Dezember, dem Tage nach der Konjunktion. Der Planet war damals nur einen halben Grad weiter von der Sonne, und der volle Ring konnte mit Rücksicht auf Licht und Atmosphäre nur in den günstigern Momenten hervortreten, besonders wenn beiderlei Licht, von der Sonne und dem Planeten, teilweise vom Objektivglase abgeschnitten war. Solche Vereinigung von Sonnen- und Planetenlicht gab meistens die besten Beobachtungen, ausgenommen zweimal, um Mittag, als eine glücklich vorüberziehende Wolke den Planeten für wenige Sekunden sichtbar ließ, die Sonne dagegen verhüllte. Der Hintergrund war dabei verhältnismäßig dunkel, und der Lichtstreifen um den der Sonne entgegengesetzten Teil ganz deutlich und vollständig. — Diese Beobachtungen wurden zwischen halb 12 und halb 2 Uhr angestellt."

16. In der untern Konjunktion von 1868 wurde Venus mehrfach beobachtet. Thomas Petty zu Deddington bei Oxford berichtet:

„Ich war sehr erfreut am 23. Mai 1868 ihren dunkeln Teil schön sichtbar durch das Teleskop zu beobachten, indem ich mich erinnerte, dieselbe Erscheinung mit bloßem Auge am Neumonde gesehen zu haben. Dasselbe Phänomen wurde wieder am 9. Juni, dem Tage ihrer größten Helligkeit, bemerkt."

17. R. Langdon zu Silverton in Devonshire sah den Planeten mit einem Reflektor von 6 Zoll Öffnung, am 5. Februar 1870, wenige Tage vor der untern Konjunktion, als der erleuchtete Teil schon äußerst schmal war, und sagt: „Ich und verschiedene andere Leute konnten die ganze Scheibe des Planeten in derselben Weise sehen, wie den dunkeln Teil des Mondes, wenn der Erdschein auf ihn fällt, aber ich versäumte, mir eine Notiz über die Zeit zu machen."

Die Konjunktion fand am 23. Februar statt; am 5. Februar war die Erleuchtung etwa 0,09.

18. W. Noble sah den Planeten am 22. Februar 1870 2^h 10^m und erkannte deutlich den dunkeln Teil der Scheibe.

19. Browning hat die dunkle Seite der Venuskugel nicht bloß einmal, sondern zu wiederholten Malen (wohl an 20 verschiedene Male) gesehen, sämtlich im Februar und März 1870, und ungefähr um dieselbe Stunde, gegen 5^h nachmittags, in heller Abenddämmerung, fast bei Tage, stets äußerst deutlich, und die graue Scheibe etwas dunkler als den Himmelsgrund.

20. A. Winnecke beschreibt seine Wahrnehmung folgendermaßen:

„Am 25. September (1871) stellte ich Venus gegen Mittag am Heliometer ein, in der Absicht, während einiger Tage vor und nach der damals bevorstehenden

untern Konjunktion Messungen über die Ausdehnung der Hörner zu machen. Es gelang mir nun freilich nicht mit Gewißheit eine Erstreckung derselben über mehr als 180° der Peripherie zu erkennen. In den Momenten größter Ruhe der Bilder schien mir jedoch die ganze Venusscheibe sichtbar zu sein. Obgleich der nicht von der Sonne beschienene Teil sehr matt in grauem Lichte leuchtete, so blieb mir doch kein Zweifel an der Realität der Erscheinung übrig. Nach dem 25. September ist es tagsüber nicht wieder ordentlich heiter gewesen, so daß die Beobachtungen nicht wiederholt werden konnten."

Im Anschluß an das Vorstehende meldet derselbe unter dem 6. November nachträglich: „Mit Bezug auf meine frühere Mitteilung erwähne ich, daß es mir heute früh von $17^h\ 0^m$ bis $17^h\ 15^m$ gelungen ist, die volle Venusscheibe mit 75facher Vergrößerung meines Hertelschen Fernrohres unzweifelhaft zu sehen. Höchst auffallend erscheint mir der Umstand, daß der äußere Rand der grauvioletten Scheibe entschieden heller war."

21. Auf der Sternwarte zu Bothkamp wurde am 15. Oktober 1871 eine matte Erleuchtung der Nachtseite der Venus vermutet, welche sich jedoch nur über einen Teil der nicht beleuchteten Seite erstreckte. Die Luft war zu wenig günstig, um die Erscheinung verbürgen zu können. Am 17., 18., 19. Oktober war nichts wahrzunehmen, am 24. Oktober jedoch abermals ein schwacher Lichtschein, der sich bis etwa 30° von der Beleuchtungsgrenze über die Nachtseite erstreckte. Am 3. November 18^h mittlerer Zeit war wiederum ein matter gelblicher Schein, der sich 30 bis 40° über die Beleuchtungsgrenze hinauserstreckte, sichtbar. Auch im Kometensucher wurde er wahrgenommen. Am 6., 9., 11., 12. November wurde die Erscheinung wieder beobachtet. Am 11. November war dieser Schein in der Nähe der Beleuchtungsgrenze am intensivsten und verlor sich nach und nach in einem Abstande von etwa 30° von derselben.

22. F. v. Spießen sah an einem $3^1/_2$zölligen Refraktor die Nachtseite der Venus am 15. und 16. März 1889 ohne Schwierigkeit von 5^h vormittags bis $8^1/_2{}^h$ abends. Sogar Personen, die keine Kenntnis von der Erscheinung hatten, bemerkten sie sogleich im Fernrohr.

23. Zahlreiche Beobachtungen des sekundären Lichtes der Venus hat L. Brenner in Lussinpiccolo angestellt[1]). Im Jahre 1895 sah er den dunkeln Teil häufig und sogar 107 Tage vor der untern Konjunktion, als die Scheibe der Venus noch zu zwei Drittel erleuchtet war. Zuerst in jenem Jahre erschien das sekundäre Licht am 4. Juni mittags schwach, ebenso am folgenden Tage. Am 7. Juni war es in den frühen Nachmittagsstunden sehr deutlich und die Nachtseite der Venus erschien „dunkler als der Himmel", später wurde die Erscheinung schwächer und von $8^1/_2{}^h$ ab war sie unsichtbar. Am 18., 22., 25. Juni und 31. Juli war der unbeleuchtete Teil sichtbar, wenn die helle Fläche der Scheibe verdeckt wurde. Die lange Liste der Wahrnehmungen Brenners, die sich bis zum 8. Dezember erstrecken, führte diesen zu dem Ergebnisse, daß mit einer Ausnahme (am 2. September) die Nachtseite der Venus stets dunkler als der Himmel erschien. Auch bemerkt derselbe, daß er nach der untern Konjunktion den dunklen Teil niemals deutlich und den Schröterschen Dämmerungssaum nur manchmal als Hörnerverlängerung sah.

Aus allen im Vorstehenden mitgeteilten Beobachtungen scheint sich zu ergeben, daß das sekundäre Licht der Venus durchaus keine sehr seltene Erscheinung ist, daß es aber nur bei äußerst klarer Luft gesehen werden kann und ferner, daß die Nachtseite des Planeten vielleicht nur negativ sichtbar wird, d. h. durch Kontrast gegen die hellere Umgebung des Himmelsgrundes.

7. Der Satellit. Derselbe ist lange ein astronomisches Rätsel gewesen. Mehrere und darunter ausgezeichnete Beobachter haben ihn zu gewissen Zeiten wahrgenommen, aber seit dem Jahre 1764 ist keine Spur

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3332.

desselben mehr gesehen worden, trotzdem die Venus während dieses langen Zeitraumes sehr häufig und mit guten Ferngläsern beobachtet worden ist.

Fontana war der erste, der am 15. November 1645 abends einen Trabanten der Venus, und zwar über diesem Planeten stehend, wahrzunehmen glaubte. Ihm folgte 27 Jahre später Dominicus Cassini, der am 25. Januar 1672 7^h morgens mittels eines Fernrohres von 34 Fuß Brennweite westlich, etwa einen Durchmesser der Venus von ihrem südlichen Horn entfernt, einen sichelförmigen Mond wahrnahm, dessen Durchmesser er auf ein Viertel des Venusdurchmessers schätzte. Am 28. August 1686 4^h morgens sah Cassini dieselbe Erscheinung abermals, jetzt stand der Mond östlich von der Venus und erschien als unförmige Lichtmasse. Diese seltene Sichtbarkeit des Satelliten fiel dem berümten Beobachter auf; er war aber so sehr von der Richtigkeit seiner Wahrnehmung überzeugt, daß er meinte, „der neuentdeckte Mond der Venus müsse selten Licht genug zurückwerfen, um ihn sehen zu können". Der scharfsinnige Lambert fand dies ganz annehmbar und wies auf analoge Verhältnisse bei gewissen Fixsternen hin. Von Wichtigkeit ist die Beobachtung Shorts, des berühmtesten Optikers der damaligen Zeit, denn er maß genau den Abstand und die Lage des fraglichen Mondes inbezug auf die Venus. Die Beobachtung geschah im Jahre 1740 am 4. November 5^h früh. Der Satellit stand $10^1/_3'$ von der Venus entfernt, hatte die gleiche Gestalt wie diese und erschien im Durchmesser ein Drittel so groß. Short beobachtete mit einem Gregorianischen Spiegelteleskop von 26 Zoll Länge, und wandte verschiedene Vergrößerungen von 50- bis 240mal an. Im Jahre 1759 am 20. Mai $8^3/_4{}^h$ abends sah Andreas Mayer in Greifswalde mit einem 30zölligen Spiegelteleskop einen Stern über der Venus mit geringem Glanze, als kleine Kugel. Zwei Jahre später beobachtete Montaigne in Limoges mit einem Fernrohre von 9 Fuß Brennweite am 3., 4., 7. und 11. Mai einen Trabanten von gleicher Gestalt wie Venus. Obgleich der Planet in dieser Zeit seinen scheinbaren Ort am Himmel beträchtlich veränderte, erschien der Stern doch stets in 20′ oder 25′ Entfernung und zwar bald nördlich bald südlich. Die nächste Wahrnehmung machte Rödkier in Kopenhagen am 18. Juli und 4. August 1761. Sein Fernrohr von $9^1/_2$ Fuß Brennweite vergrößerte 38mal. Der Stern erschien unten im Fernrohr, der Venus folgend in Rektascension. Am folgenden Tage war er mehr von der Venus abgerückt und weniger sichtbar. Am 10. und 11. März 1764 sah Horrebow in Kopenhagen nebst drei andern Beobachtern den Stern abermals, jedoch zweifelhaft, blaß und klein. In demselben Monate und zwar am 28. und 29. gegen $7^1/_2{}^h$ abends sah Montbarron in Auxerre den Stern westlich von der Venus. Viele damals lebenden Astronomen haben sich vergebens bemüht, eine Spur desselben aufzufinden. Besonders Hell in Wien beschäftigte sich sehr damit, ohne jedoch mehr zu sehen als gelegentliche Spiegelbilder der Venus. Dies veranlaßte ihn zu einer Abhandlung, in welcher er die Möglichkeit bespricht, die wahrgenommenen Erscheinungen durch den Reflex des intensiven Venuslichtes auf das Okular des Fernrohres zu erklären. Solche Reflexe finden in der That statt, aber jeder nur einigermaßen sorgfältige Beobachter, der sein Fernrohr

kennt, kann dadurch nicht leicht getäuscht werden, und man darf deshalb Männern, wie Dominicus Cassini und Short, solche groben Irrtümer nicht leicht zumuten.

Das Rätsel des sogenannten Venusmondes ist endlich durch die Untersuchungen von P. Stroobant vollständig gelöst worden [1]). Man hatte bis dahin stillschweigend angenommen, die Beobachter der Erscheinung hätten sich vorher versichert, daß kein bekannter Fixstern das Phänomen verursache. Indem aber Stroobant für die Zeiten sämtlicher Wahrnehmungen des Venusmondes den Ort der Venus unter den Fixsternen berechnete, ergab sich, daß in vielen Fällen in oder sehr nahe der Position des angeblichen Mondes ein bekannter Fixstern stand; so bei der Beobachtung von Rödkier am 18. Juli 1761 der Stern *m* Tauri (4. Größe), bei derjenigen vom 4. August 64 Orionis (5,5. Größe), bei der vom 7. August auf 71 Orionis (6. Größe). Die Daten der Wahrnehmungen von Montbarron führen auf einen Stern 6,5. Größe, Horrebows Beobachtung auf ϑ Librae. Für die Beobachtung von Short findet sich an dem bezeichneten Orte ein Stern 8,5. Größe. Für die Wahrnehmungen Cassinis und A. Mayers läßt sich kein Stern speciell nachweisen, vielleicht sind die Daten nicht richtig und Stroobant bemerkt, daß, wenn man den Tag von Mayers Wahrnehmung etwas im Datum vorrückt, ε Geminorum als Nachbarstern der Venus erscheint. Im ganzen kann es keinem Zweifel unterliegen, daß Stroobant das Rätsel des Venusrandes gelöst hat and letzterer endgültig aus der Reihe der astronomischen Probleme zu streichen ist.

Der Mond.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Siderische Umlaufszeit: $27^d\ 7^h\ 43^m\ 11{,}545^s$, tropische: $27^d\ 7^h\ 43^m\ 4{,}68^s$, synodische: $29^d\ 12^h\ 44^m\ 2{,}684^s$; mittlere tägliche tropische Bewegung: 13° 10′ 35,028598″; mittlere Äquatorial-Horizontal-Parallaxe: 57′ 2,325″; mittlere Distanz: 60,27035 Erdhalbmesser; mittlere Exzentrizität der Bahn: 0,05490807; Neigung der Mondbahn gegen die Ekliptik: 5° 8′ 39,96″; Neigung des Mondäquators gegen die Ekliptik: 1° 32′ 9,0″; mittlerer scheinbarer Durchmesser: 31′ 8,0″, wahrer: 3482 km; Masse im Verhältnis zur Erdmasse: 1 : 81,45; Oberfläche: 0,074478 der Erdoberfläche; Volumen: 0,02033 des Erdvolumens; mittlere Dichte: 0,60419 der Erddichte.

Der Mond ist nach der Sonne der bei weitem hellste Himmelskörper für den Anblick von der Erde aus. Im Mittel aus den wenig übereinstimmenden Versuchen von Bouguer, Lambert, Wollaston, Plummer und Thomson ergiebt sich [2]), daß die Beleuchtung einer Fläche durch den im Zenith stehenden Vollmond äquivalent ist der Beleuchtung durch eine Kerze in der Entfernung von 2,07 m. Vergleiche der Intensität des Mondlichtes mit dem Licht von α Centauri hat J. Herschel 1838 am Kap angestellt [3])

---

[1]) Mém. Royal Acad. de Belg. Bruxelles 1887. — [2]) Müller, Photometrie der Gestirne, S. 338. — [3]) Outlines of astronomy, 1871, p. 595.

und fand das Verhältnis beider wie 27408 : 1, ein Wert, den Bond später in 41400 : 1 umänderte. Bond hat 1860 den Mond mit Jupiter und Venus verglichen [1]) und aus diesen und den Herschelschen Ergebnissen in Verbindung mit den photometrischen Messungen des Jupiter und der Venus, sowie des Sterns α Aurigae zu Potsdam, findet G. Müller, daß der mittlere Vollmond 65260mal heller ist als α Aurigae, ein Ergebnis, dessen Unsicherheit er auf höchstens 1 Proz. schätzt [2]). Die Lichtstärke der Mondphasen ist von J. Herschel, Bond und Zöllner durch Messungen untersucht worden, doch stimmen letztere nicht besonders miteinander überein und Müller glaubt [3]), daß keine der bisher aufgestellten Beleuchtungstheorien die wirklich stattfindenden Helligkeitsänderungen darzustellen vermag, was nicht überraschen kann, da die Mondoberfläche sehr uneben und ungleichförmig mit hellen und dunkeln Flecken bedeckt ist. Die durchschnittliche Reflexionsfähigkeit derselben (Albedo nach Seeliger) ist 0,172.

Gestalt des Mondes. Der Mond besitzt, von den Unregelmäßigkeiten seiner Oberfläche abgesehen, eine kugelförmige Gestalt ohne merkbare polare Abplattung [4]). Nach Laplaces theoretischen Erörterungen müßte unter Voraussetzung einer ursprünglich flüssigen, homogenen Materie die Gleichgewichtsfigur des Mondes diejenige eines Ellipsoids mit nach der Erde gerichteter, größter Achse sein, allein die physische Libration, welche infolgedessen stattfinden muß, ist weder von Bouvard und Nicollet, noch von Kreil sicher nachgewiesen worden [5]) und selbst die genauen Untersuchungen Wichmanns [6]), sowie endlich die neuesten Arbeiten von A. Hartwig [7]), haben ein bestätigendes Resultat mit Sicherheit nicht ergeben. Hansen leitetete theoretisch ab, daß der Schwerpunkt des Mondes um 0,034 Halbmesser desselben jenseits des geometrischen Mittelpunktes liege und H. Gussew fand [8]) nach Photographieen, daß der gegen die Erde gerichtete Radius des Mondes vom Schwerpunkte an um 0,05 größer sei als der darauf senkrechte. Die scheinbare Verlängerung des stereoskopischen Bildes des Mondes ist aber, wie A. Beck nachgewiesen [9]), eine optische Täuschung. Dagegen hat E. Kayser durch eigentümlich angeordnete direkte Messungen der Mondsichel gefunden [10]), daß die nach der Erde gerichtete Halbachse des Mondes die größere ist und die Differenz der beiden Halbachsen 0,0329 der Polarhalbachse betrage. Beck hat aus der Diskussion einiger zu andern Zwecken angestellten Messungen von Beer und Mädler diese Achsendifferenz zu ermitteln versucht und findet dafür 0,021, was mit dem Kayserschen Werte soweit übereinstimmt, um demselben wenigstens eine Stütze zu verleihen. Die neuesten und sehr genauen Untersuchungen von J. Franz [11]) an fünf Mondphotographieen der Lickternwarte und bezogen auf Heliometermessungen von acht Objekten, die den Mondrand repräsentieren,

---

[1]) Memoirs of the Americ Acad. N. S., Vol. 8, p. 258. — [2]) Müller, a. a. O., S. 340. — [3]) A. a. O., S. 342. — [4]) Bessel in den Astr. Nachr., Nr. 263. — [5]) Connaiss. des temps, 1822, 23. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 619. — [7]) Beitrag zur Bestimmung d. phys. Libration des Mondes, 1881. — [8]) Bull. de l'acad. imp. de St. Pétersbourg, 1859, T. 1, Nr. 5. — [9]) Vierteljahrsschrift d. naturf. Ges. in Zürich Bd. 20, S. 167. — [10]) Astr. Nachr., Nr. 1743. — [11]) Beob. d. Kgl. Sternwarte Königsberg, 1899, Bd. 38.

ergaben eine Verlängerung des Mondes gegen die Erde hin von $2{,}0 \pm 6{,}8$ km, also einen sehr geringen und nicht zu verbürgenden Betrag.

Das sekundäre Licht des Mondes, der phosphorische Schimmer des von der Sonne nicht beleuchteten Teils der Mondscheibe, welchen man einige Tage vor und nach dem Neumonde regelmäßig wahrnehmen kann, ist, wie schon Lionardo da Vinci richtig erkannte, nichts anderes als reflektiertes Erdlicht. Mit bloßem Auge kann man es etwa zwei Tage vor den Quadraturen noch erkennen, im Fernrohre bis zu zwei, selbst drei Tagen über das erste Viertel hinaus. Wie schon Galilei bemerkte, ist dieser aschgraue Schimmer vor dem Neumonde heller als nach demselben, was Schröter bestätigt fand und wovon man sich leicht überzeugen kann. In Übereinstimmung mit Lambert erklärte Schröter diese Thatsache dadurch, daß bei abnehmendem Monde dieser von der Erde Licht empfängt, welches von den großen Festländern Asien und Afrika zurückstrahlt, nach dem Neumonde aber vorzugsweise das minder intensive Licht der oceanischen Wasserflächen. Die Farbe des sekundären Mondlichts ist schwer genau festzustellen; Lambert fand es am 14. Februar 1774 olivengrün, ich möchte es als grünlichgrau bezeichnen, Schmidt nennt es gelblich[1]). Die Helligkeit desselben ist sehr veränderlich, jedenfalls infolge der veränderlichen Durchsichtigkeit der Erdatmosphäre. Unter günstigen Umständen erkennt man darin sehr viele, selbst kleinere Mondflecke und dieser Umstand hat früher zu der irrigen Annahme von thätigen Vulkanen in des Mondes Nachtseite geführt.

Mondfinsternisse. Die Verdunkelungen, welche der Vollmond von Zeit zu Zeit erleidet, wenn der Mond in den Schatten der Erde tritt, sind Erscheinungen, welche seit den ältesten Zeiten das Interesse der Menschen erregt haben. Schon die Chaldäer hatten aus ihren Aufzeichnungen entnommen, daß die Finsternisse überhaupt nach einer Periode von 223 synodischen Monaten (dem Saros) nahezu in der nämlichen Reihenfolge wiederkehren, wobei während dieser Zeit 41 Verfinsterungen der Sonne und 29 am Monde stattfinden. Eine noch genauere Periode ist diejenige von 669 synodischen Monaten (19756 Tagen), die, wie Geminus behauptet, ebenfalls den alten Babyloniern bereits bekannt war.

Der Schatten der Erde bewegt sich von links nach rechts über die Mondscheibe, aber nur der Kernschatten macht sich wahrnehmbar, eine Verdunkelung durch den Halbschatten ist mit Sicherheit nicht zu erkennen. Der theoretisch berechnete Schattendurchmesser wird in Wirklichkeit stets mehr oder weniger übertroffen, wie bereits P. C. Lemonnier, Legentil und Lalande fanden. Nach Tobias Mayer[2]) beträgt diese Vergrößerung im Durchschnitt $^1/_{60}$, nach Lambert $^1/_{40}$, thatsächlich schwankt sie zwischen ziemlich weiten Grenzen und kann bis zu $^1/_{28}$ betragen. Brosinsky (1889) und J. Hartmann haben in dieser Beziehung Untersuchungen angestellt und letzterer fand[3]) aus allen vorhandenen Beobachtungen die Vergrößerung bei mittlerer Mondparallaxe

[1]) Ergänzungsband zur Mondkarte, S. 115. — [2]) Mayer, Comment. Soc. science. Goettingae, I, 1752. — [3]) Abhdl. d. math.-phys. Klasse d. Kgl. Sächs. Ges. d. Wiss., 1891, Bd. 6.

= 48,62″. Die Ursache dieser Vergrößerung sah man von Anfang an in der Erdatmosphäre, indem auf grund einer allgemeinen Überlegung angenommen ward, daß die tiefsten Schichten der Lufthülle, besonders wenn sie von Wolken erfüllt sind, die Rolle eines undurchsichtigen Körpers spielen und so den Schattendurchmesser vergrößern. Nach den Untersuchungen von Prof. H. Seeliger[1]) ist diese Erklärung indessen unzulässig. Seine Rechnungen zeigen, daß die untern atmosphärischen Schichten bis zu 6,8 km Höhe nichts zu der erwähnten Vergrößerung beitragen, indem sie überhaupt kein Licht einem in der Nähe der scheinbaren Schattengrenze befindlichen Teile des Mondes zuwerfen. Man hat es bei der scheinbaren Vergrößerung des Erdschattens lediglich mit einem Phänomen aus dem Gebiete der physiologischen Optik zu thun. Der Schatten ist an seiner Begrenzung stets mehr oder weniger verwaschen, gewissermaßen wird er von einem breiten, nebeligen Saum umgeben. Er zeigt sich anfangs auf der Mondscheibe grau mit rötlichem Schimmer, in welchem die Mondflecke verschwinden; breitet er sich, vorrückend, mehr auf der Scheibe aus, so tritt die rote Farbe stärker hervor und die Mondflecke werden darin wieder sichtbar. Fällt das Schattencentrum selbst auf die Mondscheibe, so ist die Farbe in der nächsten Umgebung desselben tief schwarz mit rötlichem Schimmer. Der Mond verschwindet dabei nicht, oder dieses findet nur höchst selten statt, so am 9. Dezember 1601 und am 15. Juni 1620 nach Kepler[2]) und am 25. April 1642 nach Hevel[3]); das nämliche soll am 10. Juni 1816 zu London beobachtet worden sein.

Der Erdschatten außerhalb der Mondscheibe ist zuerst bei der Mondfinsternis am 3. August 1887 von mir gesehen worden[4]). Als der Mond sich aus den Dünsten herausgearbeitet und der Schatten schon merklich in die Scheibe vorgerückt war, sah ich die Schattengrenze auch außerhalb der Mondscheibe als bleigraue Wand, ähnlich einer Wolke mit ganz scharfen, welligen Umrissen von $8^h\ 15^m$ bis $8^h\ 30^m$, später war dieselbe nicht mehr zu erkennen. Bei der Mondfinsternis am 12. Juli 1889 sah E. Stuyvaert auf der Brüsseler Sternwarte den Erdschatten etwa 5′ außerhalb der Mondscheibe, jedoch nur auf kurze Zeit[5]). Bei der partiellen Mondfinsternis am 11. Mai 1892 sah Prof. M. Wolf in Heidelberg[6]) die Verlängerung des Schattens über die Mondscheibe hinaus und fand, daß der Himmel in der Umgebung des Mondes außerhalb des Schattens viel heller erschien als im Erdschatten. Der Himmel um den Mond war mit feinem Cirrusgewölk bezogen und der Schatten zeigte sich am deutlichsten, wo die dichten Dunstwolken standen. Diese Erscheinung ist vielleicht ein irdischer und subjektiver Lichteffekt, der nur bei dunstiger Luft sichtbar wird.

Die Mondoberfläche im allgemeinen.

Unter allen Weltkörpern ist der Mond derjenige, welcher der Betrachtung mit mäßigen optischen Hülfsmitteln die reichste Ausbeute gewährt. Es ist

---

[1]) Abhdlg. d. Kgl. Bayer. Akad. d. Wiss., 1896, Bd. 19, 2. Abt., S. 385 ff. — [2]) Astr. opt., p. 227; Epit. Astr. Cap. 55, p. 825. — [3]) Selenogr. Cap. 6, p. 117. — [4]) Sirius, 1887, S. 193. — [5]) A. a. O., S. 199. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 3106.

dies eine Folge seiner geringen Entfernung, die im Durchschnitt 51800 Meilen beträgt und es gestattet, selbst mit bloßem Auge auf seiner Oberfläche ein Gemisch zahlreicher, heller und dunkler Flecke wahrzunehmen. Kein anderer Planet zeigt, selbst in den besten Fernrohren, so vieles und scharfes Detail als der Mond dem bloßen Auge. Deshalb findet man auch schon im Altertum richtige Ansichten über die Natur unseres Trabanten, wie z. B. Plutarch ausdrücklich die Berggipfel des Mondes erwähnt und sie mit der Gebirgsmasse des Athos vergleicht, dessen Schatten zur Zeit der Solstitien die eherne Kuh auf dem Marktplatze der Stadt Myrine auf Lemnos erreichte. Anaxagoras nannte den „bergreichen" Mond eine andere Erde. Ein scharfes Auge erblickt unter günstigen Umständen auf der Mondscheibe eine Menge Details. Mädler bemerkt, daß der Oberpostdirektor Nernst am 26. Dezember 1833, als nach dem Ende der totalen Mondfinsternis ein schmaler Flächenteil wieder frei geworden war, den dunkeln Fleck Grimaldi am Ostrande des Mondes ohne Fernrohr deutlich erkannte. Dieser Fleck hat einen wahren Durchmesser von 32 Meilen in der Richtung von N nach S, erscheint aber von O nach W durch seine Lage am Mondrande sehr schmal. Es ist nicht schwierig, denselben mit bloßem Auge im Vollmonde zu sehen, wenn man gleichzeitig mit dem Mondlichte das gehörig regulierte Licht einer Gasflamme ins Auge fallen läßt.

Wenden wir uns zur teleskopischen Betrachtung des Mondes, so unterschreibe ich vollkommen, was der ehrwürdige Webb sagt: „Manch' frohe Stunde erwartet den Forscher in diesen wunderbaren Regionen." Auch Schröter hat dies gefunden und in seiner Weise ausgesprochen, ja seine große Arbeit der topographischen Zeichnung und Beschreibung des Mondes bloß zu seinem Vergnügen unternommen, und um sich „durch Bereisung des Mondes für manche andere, vergeblich entworfene Reise schadlos zu halten".

Schröter bediente sich meist einer 161fachen Vergrößerung, häufig noch geringerer und ging nie über 300malige Vergrößerung hinaus, auch Lohrmann und Mädler haben ihre Arbeiten mit solchen Vergrößerungen ausgeführt. Von vielen Beobachtern wird sogar angenommen, daß mit Vorteil stärkere Vergrößerungen als 300- höchstens 400fach nicht auf den Mond anwendbar seien. Das ist freilich ein Irrtum. Ich habe häufig bei 450facher Vergrößerung den Mond untersucht und dabei das feinste Detail mit einer Klarheit und Schärfe erkannt, die nichts zu wünschen übrig läßt. Auch besitzt der Mond durchaus Licht genug, um die stärksten Vergrößerungen unserer Riesenrefraktore zu ertragen; diese letztern müssen dazu freilich in großen Höhen aufgestellt sein, wo die Luft sehr ruhig ist und der dichteste Teil derselben unter dem Beobachter liegt.

Die Frage nach den kleinsten Gegenständen, die mit Fernrohren auf der Mondoberfläche erkannt werden können, ist verwickelt und schwierig zu beantworten. Schröter berechnete, daß er mit 210facher Vergrößerung schon einen Gegenstand von 894 pariser Fuß auf der Mondscheibe als schwirrendes Pünktchen erkennen, und daß er bei 3749 Fuß Durchmesser denselben seiner nähern Form nach unterscheiden könne. Dies ist annähernd richtig für einen scharf begrenzenden Refraktor, aber Schröters Instrumente zeigten sehr undeutlich. In mittlerer Entfernung des Mondes erscheint eine geographische Meile (7420 m) bei senkrechtem Anblick von der

Erde aus unter einem Winkel von 4″. Man kann annehmen, daß der kleinste, dem bloßen Auge noch sichtbare Gegenstand einen scheinbaren Durchmesser von 30″ haben muß. Demnach würde man auf dem Monde unter den günstigsten Umständen noch Gegenstände von $7^1/_2$ Meilen oder rund 55 000 m Durchmesser mit bloßem Auge erkennen können. Bei Anwendung einer 100fachen Vergrößerung wären also Oberflächenteile von 550 m Durchmesser erkennbar, an 1000facher Vergrößerung solche von 55 m Größe. Die Erfahrung bestätigt dies, aber die betreffenden Punkte müssen sich durch Helligkeit oder Dunkelheit von ihrer Umgebung abheben. Höhenunterschiede lassen sich bei geeignetem (niedrigem) Sonnenstande durch ihre schwarzen Schatten schon erkennen, wenn sie 20 m betragen. Sie müssen aber dann eine entsprechende Länge haben, so daß der Schatten sich als schwarze Linie von einiger Erstreckung darstellt.

Die Formationen der Mondoberfläche.

1. Die grauen Ebenen oder Maren. Sie sind als dunkle Flecke schon dem bloßen Auge sichtbar und die ersten Mondbeobachter, unter ihnen Kepler, hielten sie für Meere, woher der Name. Aber schon Hevel verwahrte sich dagegen, daß er durch Anwendung dieser Benennung ein Urteil über die Natur derselben ausspreche, und heute zeigt das kleinste astronomische Fernrohr, daß diese Flächen mit Unebenheiten angefüllt sind, also keine wasserbedeckten Regionen sein können. Auch die Bezeichnung Palus (Sumpf), Lacus (See), Sinus (Busen) ist nur eine formale und bezieht sich auf kleinere, mehr ebene Flächenteile, die sich aus irgend einem Grunde zu besonderer Benennung empfahlen.

Die grauen Ebenen liegen fast immer tiefer als die hellen Regionen, und nicht in gleichem Niveau wie die Meeresfläche der Erde, vielmehr stellen sich einige als beträchtlich tiefer eingesenkt dar wie andere. J. Franz findet [1]), daß das Mare Tranquillitatis in der Nähe des Ringgebirges Plinius dem Mondmittelpunkte 3,0 km näher liegt als das von ihm angenommene mittlere Niveau. Das Bergland bei Julius Cäsar, Herschel, Hipparch und Pallas liegt 2 bis 3,4 km über demselben und umschließt ein Senkungsgebiet, das von Agrippa bis Ptolemäus sich erstreckt, in welchem Rhäticus 1,6 km tief eingesenkt liegt. Wenn man auch diesen Zahlen nur einen bedingten Wert zuteilen kann, so beweisen sie doch, daß auf der Mondoberfläche sehr erhebliche Niveauunterschiede auf größern Flächen vorkommen, ja die ganze Nordhälfte des Mondes hat im Vergleich zur Südhälfte eine niedrige Lage. Ob man in den grauen Flächen den Boden ehemaliger Mondmeere zu sehen habe, läßt sich nicht beweisen, aus mehrfachen Gründen könnte man dies jedoch einigermaßen für wahrscheinlich halten. Wenn unsere irdischen Oceane verschwänden, so würde man vom Monde aus ähnliche Flächen erblicken, wie sich uns in den Maren darstellen.

W. Pickering glaubt [2]) auf Grund seiner Beobachtungen des Mondes zu Arequipa, daß die Maren keineswegs als die ausgetrockneten Betten ehemaliger Mondmeere zu betrachten seien, sie haben vielmehr nach seiner Meinung niemals einen wesentlich andern Anblick dargeboten als heute. Auch scheint es ihm nicht

[1]) Beob. d. Sternwarte Königsberg, 1899, Bd. 38. — [2]) Ann. Obs. Harvard Coll., Vol. 32, Part. I.

wahrscheinlich, daß der Mond jemals animalisches oder vegetabilisches Leben ähnlich unserer Erde beherbergt habe, seine Oberfläche sei seit den frühesten Zeiten eine verhältnismäßige trockene und unfruchtbare Wüste gewesen. Aus verschiedenen Gründen sei es unwahrscheinlich, daß der Mond jemals eine sehr dichte Atmosphäre besessen habe, denn wenn er sie wirklich ursprünglich besaß, so konnte er sie nicht behalten (gemäß den Folgerungen aus der kinetischen Gastheorie); daraus aber folge weiter, daß unmöglich große freie Wasserflächen an seiner Oberfläche sich erhalten konnten infolge der außerordentlichen Verdampfung bei gewöhnlichen Temperaturen. Vergebens hat sich auch Pickering in den Maren des Mondes nach den Wirkungen vormaliger Wassermassen umgesehen. Andeutungen davon bei schwachen Vergrößerungen zeigten sich bei starken Vergrößerungen weit ähnlicher den Wirkungen der Hitze und des Schmelzflusses.

Die Farbe der Maren ist grau in verschiedenem Grade der Helligkeit, örtlich mit grünem und braunem Schimmer. Diese Flächen stellen sich bei schräger Beleuchtung von wurmförmig gewundenen, niedrigen Bergadern durchzogen dar, die bei beträchtlichen Längen oft kaum 40 oder 60 m Höhe haben. Daneben erscheinen Krater, vereinzelt isolierte Bergspitzen, hin und wieder zerstreute Hügel, und im Vollmonde helle Streifen. In einigen Fällen erkennt man die dunkelgraue Farbe des Mare auf kleinen Flächen benachbarter Gebirge, gleichsam als hätte sich ein Stückchen des Marebodens ins Bergland verloren.

2. Die Gebirge. Die Berge des Mondes erscheinen meistens hell und man kann fast immer darauf rechnen, die lichten Landschaften der Mondscheibe gebirgig zu finden. Aber nur selten begegnet man hier den auf unserer Erde so häufigen Bergketten, vielmehr herrscht auf dem Monde die Form des Massengebirges vor, das mit zahlreichen zackigen Gipfeln versehen und von tief eingerissenen Thälern durchzogen ist. Bisweilen zeigen sich auch bestimmt abgetrennte Plateaus, die auf ihrer erhabenen Fläche zahlreiche Unebenheiten tragen und häufig am Rande mit einem gewaltigen, aus turmähnlichen Gipfeln bestehenden Gebirge besetzt sind, das dort schroff zur Tiefe abfällt. In einzelnen Fällen begegnet man in den grauen Flächen vereinzelten Gebirgsbrocken, meist scharf und gipfelreich, auch einigen isolierten Picks, die hoch aufsteigen und ihre langen, spitzen Schatten bei niedrigem Sonnenstande meilenweit über die Fläche senden. Man darf jedoch aus den langen, schmalen Schatten nicht immer auf bedeutende Steilheit dieser Gipfel schließen. Häufig sieht man eine Anzahl mäßig hoher Kuppen, die in großen, unregelmäßigen Gruppen zusammenstehen und dem Terrain ein eigentümlich chaotisches Ansehen geben. Die langen Bergadern, welche in den grauen Flächen zahlreich sind, erscheinen durchgängig von dunkler Farbe. Wenn man einzelne derselben aus der Mondnacht heraustreten sieht, so erkennt man das stückweise Hervortreten und sieht, daß ihr Rücken nicht eben, sondern mit vielen schwachen Erhebungen besetzt ist, die nur wenige Meter betragen können. „Was sie sichtbar macht, ist weder ihre Höhe noch ihr etwaiger Schatten, sondern ihre horizontale Ausdehnung. Es ist unter Umständen sehr leicht, einen Gegenstand auf dem Monde zu sehen, der nur die halbe Höhe eines unserer größern Türme hat, wenn seine Breite nur ansehnlich ist und wenigstens 400 m beträgt“ (Schmidt).

3. Wallebenen. So werden große, von oft verwickelten Gebirgsmassen begrenzte, meist unregelmäßig polygonale Teile der Mondoberfläche genannt, die, nach der Zerklüftung und den Neubildungen auf ihren Wällen zu schließen, den frühesten Bildungen angehören. Das Niveau des Hauptrückens im Walle zeigt nur selten so große Ungleichheiten, daß sie schon ein flüchtiger Blick erkennen ließe. Die umwallte Fläche ist gewöhnlich wenig oder gar nicht vertieft, selten ganz eben, meist mit Hügeln, Dämmen, großen und kleinen Kratern bedeckt.

4. Ringgebirge. Auf dem Monde erblickt man schon mit einem mäßigen Fernrohre zahlreiche Formationen dieser Art. Ein mehr oder minder breiter, oft terrassierter und mit Ausläufern versehener kreisförmiger (richtiger polygonaler) Bergring umgiebt eine dunkle Tiefe, in deren Mittelpunkt man fast immer einen oder mehrere Centralberge erkennt, die jedoch nicht die Höhe der äußern Umwallung erreichen. Nach außen ist der Abhang meist sanft, nach innen steil. Die Tiefe der innern Becken ist sehr verschieden und, wie es scheint, um so bedeutender, je kleiner der Durchmesser des Ringgebirges ist. Die Höhe der Wälle über der äußern Umgebung ist durchgängig nicht beträchtlich, häufig mehr als dreimal geringer als über der Kratertiefe. Die innere Vertiefung der Ringgebirge reicht also bedeutend unter das Niveau der Mondoberfläche hinab, ja in sehr vielen Fällen liegen selbst die Gipfel der Centralberge noch tiefer als dieses. Die Zahl der Ringgebirge ist sehr groß, und der Durchmesser der hierhin gerechneten Formationen variiert zwischen 12 und 2 oder 3 Meilen.

5. Krater. Mit diesem Namen bezeichnet man die kleineren, kreisrunden, mit steilen und ringsherum gleichmäßig hohen Wällen umgebenen Öffnungen, die in den meisten Fällen ebenfalls kleine Centralberge besitzen. Sie zeigen sich in allen Größen von zwei Meilen abwärts bis zu den kleinsten Punkten, die man noch eben wahrnehmen kann. Ihre Höhe ist nicht bedeutend, man kann unter Umständen bei 40 m Erhebung den Wall noch wahrnehmen. Die Anzahl dieser Krater ist außerordentlich groß und übersteigt gewiß 70 000; in einigen Gegenden stehen sie so dicht gedrängt, daß man sie treffend den Schaumblasen einer moussierenden Flüssigkeit verglichen hat. Oft hängen mehrere Krater mit ihren Wällen zusammen, oder es führt eine Art Thor aus der einen Tiefe in die andere. Auf den Gipfeln hoher Berge trifft man dagegen nur in sehr seltenen Fällen solche Kraterhöhlen an; so auf dem gewaltigen Pic Huygens. Vielleicht existieren sie dort häufiger, sind aber zu klein, oder so gelegen, daß sie meist von uns nicht mehr gesehen werden können. In den Maren erkennt man an der Lichtgrenze häufig kleine Krater als warzenförmige Erhöhungen; wenn aber die Sonne höher steigt, verschwinden sie und man findet an ihrem Orte im Vollmonde helle, verwaschene Lichtflecke. Die kleinsten Krater werden als Gruben bezeichnet, besonders diejenigen, bei denen man mit Sicherheit einen Wall nicht mehr erkennen kann.

6. Rillen. Diese Formationen gehören zu den interessantesten und rätselhaftesten, aber auch am schwierigsten wahrnehmbaren, welche sich bei der teleskopischen Untersuchung der Oberfläche des Mondes darbieten. Sie

sind in der That auch diejenigen Bildungen, welche man zuletzt auf dem Monde entdeckte.

Man bezeichnet mit dem Namen Rillen schmale, furchenförmige Vertiefungen der Mondoberfläche mit steilen Rändern, die sich, oft in annähernd gerader Linie, meilenweit hinziehen, durchschnittlich überall gleich breit sind, und meist an den Endpunkten dadurch unsichtbar werden, daß sie flach auslaufen. Auf der Erdoberfläche existiert unter den Naturgebilden ein Analogon zu den Mondrillen nicht, und man kann letztere etwa nur mit unsern künstlich angelegten Kanälen vergleichen, darf dabei jedoch nicht außer Acht lassen, daß die Rillen nur natürliche Formationen sind und ihre Breite und Tiefe meist außerordentlich viel größer ist als diejenige irdischer Kanäle oder selbst der mächtigsten Flüsse. Durch direkte Beobachtung würde man andererseits freilich nicht mit Sicherheit entscheiden können, ob die Rillen nicht wenigstens zum Teil mit einer durchsichtigen, flüssigen Masse gefüllt sind, welche die Wahrnehmung des Bodens und in einigen Fällen auch seiner Unebenheiten gestattet.

Die früheste Beobachtung einer Mondrille ist von Schröter. Dieser eifrige Beobachter sah am 5. Oktober 1787 mittels seines siebenfüßigen Spiegelteleskops nordöstlich vom Ringgebirge Aristarchus und nördlich von dem daneben liegenden Ringgebirge Herodotus ein „schlangenförmiges Thal" und konnte dasselbe am 7. Oktober noch etwas weiter fortlaufend verfolgen. Von Schröter rührt auch die Benennung Rille her. Die Rille des Herodot ist, was Breite und Tiefe anbelangt, eine der bedeutendsten auf der ganzen Mondscheibe und sie kann, wenigstens im südlichen Teile ihres Zuges, schon mit gewöhnlichen Ferngläsern wahrgenommen werden. Neben ihr zählen zu den leicht wahrnehmbaren, mit Achromaten von $2^1/_2$ Zoll Öffnung bereits sichtbaren Rillen die folgenden:

1. Die Rille, welche durch den Krater Hyginus zieht und deren nordöstliche Hälfte Schröter am 5. Dezember 1788 zuerst auffand. Den übrigen Teil sah er erst später, was sehr bezeichnend für die geringe optische Schärfe seines Spiegelteleskops ist.

2. Die Ariadäus-Rille, westlich von der vorhergehenden und ebenfalls, wenigstens in ihrem Hauptzuge, leicht aufzufinden. Auch sie wurde von Schröter entdeckt am 29. Februar 1792.

3. Die große, breite Rille im Inneren des Ringgebirges Petavius, von Schröter am 16. September 1788 aufgefunden, und ausgezeichnet durch den Glanz ihrer Ränder.

4. Das breite Rillenbett westlich vom Ringgebirge Ramsden, von Schmidt am 4. Januar 1849 entdeckt.

Neben diesen leicht sichtbaren Rillen existieren zahlreiche Übergangsstufen bis zu den feinsten Linien, die noch eben bei günstigster Luft in kraftvollen und scharf begrenzenden Ferngläsern erkannt werden können. Mädler hebt hervor, daß sich die Rillen im Vollmonde als zarte, weiße Linien auszeichnen, in den Phasen dagegen häufig als schwarze, indem man alsdann gewöhnlich nur den Schatten des einen Randes erblicke. Indes sind nur wenige der größern Rillen im Vollmonde als helle Linien sichtbar, auch sieht man nur

bei wenigen hinlänglich deutliche Schatten, keineswegs bei allen. Viele zeigen sich vielmehr dadurch, daß der Boden der Rille eine etwas andere, meist dunklere Färbung oder Erleuchtung besitzt als die Umgebung. Mädler hat nur leichter sichtbare Rillen zu sehen vermocht[1]) und auch diese nur unvollkommen. Bei den meisten erkannte er so gut wie gar kein Detail und zeichnete und beschrieb sie als Furchen mit geradlinigen Rändern. Die genauere Untersuchung mit bessern optischen Hülfsmitteln hat im Verlaufe der Zeit gezeigt, daß diese Vorstellungsweise nur eine unvollkommene ist. Die meisten Rillen, bei denen man überhaupt genauere Untersuchungen noch anstellen kann, zeigen sich mit ebenso unregelmäßig ausgebuchteten, einander nur im allgemeinen parallelen Ufern wie unsere Flüsse. Wo sich bei Vergrößerungen von etwa 200fach eine gerade, allenthalben gleich breite Rillenfurche zeigt, da erblickt man bei günstiger Luft und mehr als 400facher Vergrößerung kleine Schlängelungen der Ufer, und letztere treten bald näher aneinander heran, bald entfernen sie sich mehr voneinander. Diese örtlichen Unregelmäßigkeiten der Rillenufer sind nur mittels sehr vollkommener Instrumente, bei günstigem Luftzustande und großer Übung im Auffassen der kleinsten Gegenstände der Mondoberfläche wahrzunehmen. Ich will in dieser Beziehung ein Prüfungsobjekt hier angeben. Östlich von dem Ringgebirge Thebit im mittlern Teile der Mondscheibe befindet sich eine Rille, die Schröter am 15. Mai 1796 zuerst und unvollkommen sah. Mädler fand sie 1834 am 18. März und beschreibt sie in seinem Rillenkataloge mit folgenden Worten: „Von einem schwachen aber hellen Hügel durch das ebene Mare nubium zum steilen Walle eines kleinen Ringgebirges ziehend. Schwer zu erkennen und wohl nicht über 300 Toisen breit." In der Mappa Selenographica ist sie als gerade Linie gezeichnet. In Wirklichkeit zieht die Rille nicht von dem Hügel, sondern durchkreuzt denselben in einer tief eingerissenen, gewundenen Schlucht, schlängelt sich dann durch das dunkle Mare nubium mit veränderlicher Breite, wobei die Ufer unsymmetrische Ausbuchtungen zeigen und der Schatten in der Tiefe sichtbar ist. Die Rille zeigt ganz den Charakter eines Flusses, auch läuft sie nicht zu dem steilen Walle des kleinen Ringgebirges, sondern geht östlich daran vorbei. Wer diese Eigentümlichkeiten im Baue der Ufer dieser Rille mit Leichtigkeit wahrzunehmen vermag, kann als zu genauern Untersuchungen solcher Gebilde ausgerüstet betrachtet werden. Beiläufig bemerkt hat von den frühern Beobachtern niemand die hier besprochene Rille genauer gesehen als Gruithuisen. „Diese Furche", sagt er, „entdeckte ich am 1. Januar 1822 abends 7 Uhr 45 Minuten, bei naher Lichtgrenze im Osten, mit dem fünffüßigen Fraunhoferschen Tubus mit 180maliger Vergrößerung und zeichnete sie sogleich. . . Sie hat eine Länge von 7,8 geogr. Meilen und geht von der Ostseite des doppelten Ringgebirges in leichter Krümmung nach einer scheinbaren Erhabenheit und endet in derselben mit einer scheinbaren Erweiterung." Diese scheinbare Erweiterung, von der Mädler nichts wahrzunehmen vermochte, ist nichts anderes als die tief eingerissene gewundene Schlucht, durch welche die Rille den flachen Hügel zerspaltet, wie ich oben angegeben.

[1]) Beer u. Mädler, Beiträge zur Kenntnis d. himml. Körper, 1841, S. 11.

Beer und Mädler haben zahlreiche Rillen aufgefunden, viele davon hatte freilich schon Lohrmann früher gesehen; zieht man diese ab, so bleiben 55 Rillen, die Mädler zuerst entdeckte. In einer ausgezeichneten Abhandlung gab dieser berühmte Selenograph im Jahre 1841[1]) einen Katalog aller damals bekannten Rillen. Mit wenigen Ausnahmen beschreibt er sie als sehr schwer sichtbar, doch sind die von ihm beobachteten entschieden relativ leicht wahrnehmbar im Vergleich zu der Mehrzahl der heute bekannten Rillen. In einigen Fällen hat Mädler freilich auch Rillen übersehen, die gegenwärtig so deutlich erscheinen, daß sie in einem achromatischen Fernrohr von 44 Linien Öffnung, dessen sich Mädler bediente, kaum übersehen werden können. Hieraus auf Neubildung dieser Rillen seit Mädlers Zeit schließen zu wollen, wäre jedoch im allgemeinen nicht gerechtfertigt, vielmehr ist bei Schlüssen dieser Art die größte Vorsicht und Zurückhaltung erforderlich, um nicht in Irrtümer zu verfallen, wie folgendes Beispiel zeigt. Südöstlich vom Krater Hyginus liegt das Ringgebirge Triesnecker in einer fast freien Ebene. Westlich davon entdeckte Mädler am 30. April 1830 mehrere Rillen eines ausgedehnten Systems (Fig. 38). Die deutlichste derselben beschreibt er als schmal und schwierig zu sehen; in ihrer Mitte, nahe am Fuße des Triesnecker, bilde sie eine knieförmige Ecke und dies sei ihre deutlichste Stelle. Das ist in der That der Fall, aber im ganzen ist die Rille leicht zu sehen; selbst bei ziemlich hohem Sonnenstande

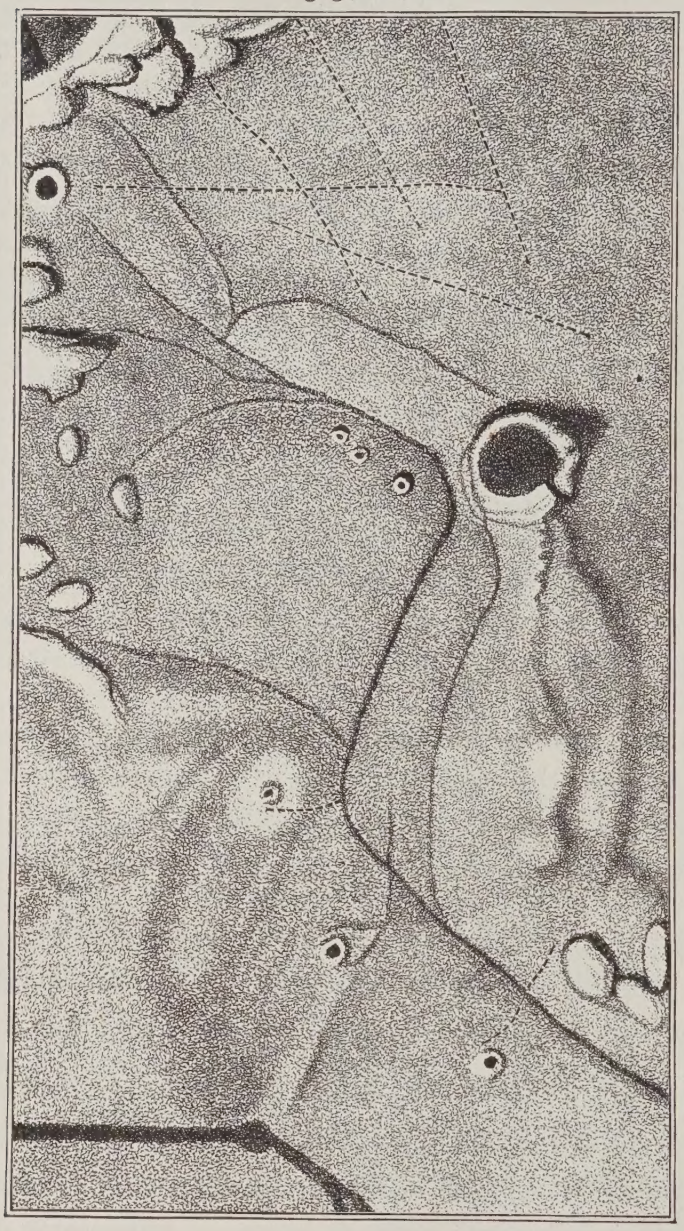
Fig. 38.

Das Rillensystem des Triesnecker, nach Mädler.

[1]) A. a. O., S. 11.

zeigt sie sich als ein System zarter Linien, die etwas dunkler sind als ihre Umgebung. Lohrmann hat die Umgebung des Triesnecker ebenfalls aufgenommen und in Sektion I seiner Karte niedergelegt. Diese Darstellung zeigt aber von dem Rillensystem des Triesnecker keine Spur. Hiernach könnte man glauben, daß das Rillensystem in der Zeit zwischen den Beobachtungen Lohrmanns und Mädlers entstanden wäre; dieser Schluß würde indes unrichtig sein, denn schon im Jahre 1814 hat Gruithuisen das in Rede stehende Rillensystem in seinen Hauptzügen erkannt und eine Zeichnung desselben sowie eine Beschreibung des Ganzen gegeben. Man ersieht aus dieser eingehenden Beschreibung (und die Zeichnung, Fig. 39, bestätigt dies), daß schon 1814 das Rillensystem des Triesnecker, so weit man beurteilen kann, ganz in seiner heutigen Form bestand. Zufälliger Weise hat sogar genau in den Jahren, in welchen Lohrmann in Dresden seine bezügliche Mondaufnahmen machte und dabei diese Rillen nicht sah, Gruithuisen letztere häufig gesehen und gezeichnet. Erst als dieser eine Kopie seiner Zeichnung nach Dresden sandte, fand auch Lohrmann nachträglich einen Teil der Rillen und zeichnete sie in seine Generalkarte des Mondes ein. Gruithuisen seinerseits vermochte seit 1837 diese Rillen nur ziemlich selten wieder aufzufinden, was er durch eine „selenospärische Bedeckung" derselben zu erklären suchte. Besonders auffallend war es ihm, 1840 am 26. Januar 7 Uhr früh, von den Rillen durchaus keine Spur, ja nicht einmal ein Spur von der Schröterschen Rille beim Hyginus zu finden, obgleich die Lichtgrenze zunächst westlich vor dem Hyginus vorbeiging. Dieses letztere ist in der That auffällig; das letzte Mondviertel trat an jenem Tage nachmittags $2^h\ 28^m$ ein und die Rille hätte demnach sichtbar sein können. Leider hat Gruithuisen weder angegeben, welches Fernrohrs er sich bei der Beobachtung bediente, noch was er von dem kleinen Detail der Mondoberfläche beim Hyginus zu sehen vermochte. Ich selbst habe die Hyginusrille immer mit gleicher Deutlichkeit gesehen und finde weder bei Mädler, Lohrmann, Schmidt, noch bei den britischen Mondbeobachtern eine Andeutung, daß ihnen je einmal die Rille in geeigneten Lagen undeutlich vorgekommen wäre.

Fig. 39.



Gruithuisens Zeichnung des Rillensystems bei Triesnecker.

Der von Gruithuisen gemeinte Teil ist die nördliche Hälfte der Hyginusrille. Es ist dies ein gewaltiger, weit klaffender Riß der Mondoberfläche, der bei starken Vergrößerungen einen prachtvollen Anblick gewährt, indem dann die zerklüfteten Felswände oder steilen Ufer im Sonnenlichte blinken und so frisch und klar sich darstellen, daß man weder an Wolken noch an Nebel, die in jener neun Meilen langen Schlucht lagern könnten, zu denken vermag. Bei hinreichenden Vergrößerungen und günstigem Luftzustande erkannte ich deutlich, daß die innern Abhänge der Ufer dieser Rille kleine Farbenunterschiede zeigen. Von manchen Stellen strahlt das Sonnenlicht entschieden gelblich zurück, andere glänzen weiß, als wenn sie mit Schnee bedeckt wären. Im Rohen möchte ich diesen Teil der Hyginusrille etwa dem Rheinthale zwischen Bingen und Koblenz vergleichen; aber dieses würde, vom Monde aus gesehen, nicht den Anblick der Frische darbieten, welche die Felsen der Hyginusrille auszeichnet.

Außer dem Rillensystem des Triesnecker hat Gruithuisen noch ein ganzes Netz sehr schwacher Rillen entdeckt, welche die südwestliche Hälfte der Hyginusrille mit der großen Rille des Ariadäus verbinden. Sie hatten, sagt er, ganz das Ansehen, wie eine holländische Spezialkarte, worauf Kanäle verzeichnet sind. Von diesen Rillen ist bis jetzt nur eine wiedergesehen worden, welche die Verbindung zwischen der Ariadäus- und Hyginusrille herstellt. Eine andere von Gruithuisen angegebene Rille, die von der des Hyginus gegen das nördöstliche Ende der Ariadäusrille sich hinziehen soll, habe ich unter den verschiedensten Erleuchtungsverhältnissen und günstigsten Bedingungen nicht aufzufinden vermocht.

Die große Rille zwischen den Ringgebirgen Hesiodus und Capuanus entdeckte Gruithuisen am 29. September 1815, doch fand er auch später in der Mitte der Rille eine Unterbrechung, gerade wie Lohrmann und Mädler. Letzterer bezeichnet die beiden Hälften dieser Rille als schwer sichtbar, sie gehören jedoch zu denjenigen, bei welchen man ziemlich viel Detail unterscheiden kann. Besonders der nordwestliche Teil im Hügelgelände des Hesiodus, gewährt einen interessanten Anblick. Die Rille läuft hier wie ein ungeheures Thal flach aus. Sie zeigt dabei mehrere Krümmungen ihrer rauhen Felswände, die gegen das Ringgebirge Hesiodus hin niedriger werden, auseinander treten und sich bis zum Fuße seines Walles verfolgen lassen. Bei zunehmendem Monde, wenn die Lichtgrenze über das Ringgebirge Bullialdus geht, zeigt sich der nordwestliche Teil dieser Rille in überraschender Deutlichkeit. Man erkennt dann bei starker Vergrößerung mehrere Unebenheiten des Bodens der Rille, auch erblickt man, etwa fünf Meilen von ihrem Endpunkte entfernt, einen mächtigen Vorsprung des Südufers. Dieser Vorsprung ist zu beträchtlich, um annehmen zu können, es handle sich hierbei um eine örtliche Abrutschung der südlichen Wand; eher möchte ich an einen kleinen Eruptionskegel denken, der sich am Rande der Rille erhoben hat.

Wie bereits Schmidt erkannt hat, zeigen bei starken Vergrößerungen viele Rillen kraterförmige Ausbuchtungen, und derselbe behauptet, daß dereinst kräftigere Instrumente nachweisen würden, daß die Form der Kraterreihen wie bei ♂ östlich von Campanus den meisten Rillen ganz oder teilweise eigen sei. Nach Schmidt sieht man dieses Auftreten der Kraterform besonders schön in und auf den Rillen am Hyginus, an der Rille des Römer und in den Rillen des Furnerius, Messala und Atlas. Daß Rillen auf Krater treffen und dieselben durchbrechen, hat zuerst Mädler nachgewiesen und besonders auf die Gegend zwischen Kopernikus und Eratosthenes hingewiesen, wo zwischen 15 und 16° Br. sich eine solche Rille, zu beiden Seiten mit deutlich erhöhten Wällen, zeigt. Es ist dies in der That eine Rille, die aus einer Reihe von Kratern besteht, mit Öffnungen in den Wällen aus dem einen in den andern. Wenn die Lichtgrenze über Aristarch geht, sieht man die Kraterwälle sehr augenfällig, aber gleichzeitig überzeugt man sich auch, daß diese Rille sich in ihrem ganzen Aussehen wesentlich von fast allen andern Rillen unterscheidet. Man kann sie durchaus nicht als typisch für den Bau der Rillen betrachten. Eine ähnliche echte Kraterrille, aber kleiner und schwieriger wahrzunehmen, liegt östlich neben Kopernikus A. Schmidt zeichnet sie als eine lange Reihe aneinander

hängender Krater, allein am 25. Januar 1885 sah ich, daß es eine wirkliche Kraterrille mit Öffnungen in den Kratern ist. Sie ist hakenförmig gebogen und zwischen ihr und A liegt noch eine Rille, die aber keine Kraterrille ist. Auch laufen von A zwei sehr feine Rillen südwärts. Hier kann man den Unterschied beider Arten von Rillen deutlich erkennen. Auch die Rillen nordöstlich von Secchi sind nach meiner Beobachtung am 19. April 1885 echte Kraterrillen. Außer den beiden, die Schmidt zeichnet, giebt es dort noch mehrere Rillen, die kreuz und quer zwischen den kleinen Kratern ziehen.

Eines der schönsten Beispiele von Kraterrillen ist die meridionale Rille westlich neben Plinius, welche die große Rille quer trifft. Ich sah sie am 10. September 1884 in Gestalt einer Reihe abgestumpfter Kraterkegel von geringer Höhe, einen dicht an den andern gereiht. Diese Krater und ihre Wälle durchzog eine ununterbrochene, feine, schwarze Linie wie ein schmaler Bodenriß, der sämtliche Krater von Süd nach Nord central durchschnitt. Eine ähnliche, aber weit schwierigere Formation sah ich am 26. April 1882 südwestlich von Stadius (9° nördl. Br., 12° östl. L.). Dort liegen längs eines Hügels mehrere Krater, die durch eine feine Rille verbunden sind. Die 1888 von Scheffler entdeckte Rille, welche vom Westwalle des Godin gegen Nordwesten streicht, kann ebenfalls als eine Kraterrille betrachtet werden. Auch Übergänge scheinen vorzukommen. So besitzt die Rille ε zwischen Campanus und Hippalus im nördlichen Teile bis zu dem Krater, welchen Mädler irrtümlich als Hügel zeichnet, gerade, einander parallele Ufer. Von da ab bis zu der quer streichenden Bergkette sind diese Ufer aber ausgebuchtet und am 27. Mai 1882 zeigte sich mir dieser Teil der Rille wie eine Aufeinanderfolge von drei Kratern mit breit ausgebrochenen Wällen.

Echte Kraterrillen kommen also auf dem Monde vor, aber nur als Ausnahmen.

Die größeren Rillen sind zu jeder Zeit sichtbar, wenn man, nach dem Stande der Sonne über ihnen, dies überhaupt erwarten kann; doch sind hier Anomalien wenigstens angedeutet. Schröter dachte bei der Ariadäusrille gelegentlich an lokale atmosphärische Bedeckungen, allein seine schlechten Spiegelteleskope vermindern in hohem Grade das Gewicht seiner Wahrnehmungen. Einer ähnlichen Beobachtung Gruithuisens wurde bereits gedacht. Große Veränderungen sind übrigens auf keinen Fall zu erwarten, sondern höchstens nur sehr lokale, wobei ich zunächst an das Auftreten nebelartiger Gebilde denken möchte, die aber unmittelbar auf der Mondoberfläche ruhen, nicht frei über ihr schweben. Dieser Schluß drängt sich dem Beobachter, der mit Aufmerksamkeit und mit scharfen Ferngläsern bei starken Vergrößerungen das Detail gewisser Mondregionen untersucht, besonders derjenigen, die Rillen besitzen, bisweilen auf. Allerdings üben die Librationen des Mondes auf die Sichtbarkeitsverhältnisse der Details seiner Oberfläche einen gewissen Einfluß aus, allein dieser ist in den mittleren Regionen nur von geringer Einwirkung, vollends bei Rillen, die eine genügende Länge besitzen und durchgängig sichtbar bleiben, wenn die Lichtgrenze über zehn und mehr Grade der Mondkugel fortrückt. Wenn solche Rillen zu gewissen Zeiten nahe der Lichtgrenze vergebens gesucht werden, ja lange unsichtbar bleiben, dann aber leicht in die Augen fallen, so dürften solche Anomalien nicht immer auf Librationseinwirkung allein zurückzuführen sein, falls überhaupt keine Täuschung vorliegt. Es giebt mehrere Regionen des Mondes, die sich von diesen Gesichtspunkten aus als der Untersuchung wert erweisen. Hierhin gehört nach J. Schmidt die Gegend nördlich vom Aristarch, dann auch der Palus putredinis zwischen Archimedes und den Apenninen, trotzdem sich diese

Region scheinbar in stets gleicher Deutlichkeit zeigt. Noch sehr der weitern Beobachtung bedürftige Erscheinungen spielen sich in dem bergigen Terrain zwischen Kopernikus und Gambart ab. Nicht minder ist allen Mondbeobachtern die Gegend zwischen Agrippa, Jul. Cäsar, Boskowich und Hyginus zu empfehlen. Es finden in den dortigen, teilweise ziemlich dunkeln Flächen vielleicht Sichtbarkeitsvariationen des feinern Details statt. Lohrmann läßt auf Sekt. I seiner Karte die Hyginusrille an einem langgestreckten Ausläufer des Ringgebirges Agrippa endigen; die Rille macht aber an dieser Stelle nur eine scharfe Biegung und läuft dann auf den Agrippa zu. Mädler hat diese Verlängerung in seiner Karte ziemlich richtig gezeichnet, aber er hat nicht gesehen, daß sie mehrere Arme hat, und daß der südlichste davon der bedeutendste ist. Auch Schmidt erwähnt in seinem großen Rillenkataloge diese Abzweigungen nicht, ebensowenig kennt sie Neison, der doch manche feine Rille gesehen. Dennoch sind die beiden Arme der Hyginusrille schon am 26. April 1814 abends $8^1/_2$ Uhr von Gruithuisen gesehen worden, ebenso am 26. Mai und 24. Juli jenes Jahres.

Gruithuisen hat auch eine Verbindung der Ariadäus- mit der Hyginusrille entdeckt. Dieselbe beginnt da, wo diese eine Biegung an dem nordöstlichen Ausläufer des Agrippa macht und sich der Ariadäusrille am meisten nähert. Sie erreicht dieselbe in einem flachen Bogen und macht fast den Eindruck, als sollten hier zwei Flüsse auf dem kürzesten Wege durch einen Kanal verbunden werden. Gruithuisen sah diese Verbindungslinie bald winkelig, bald, wie am 27. Dezember 1824, gerade. Merkwürdig ist, daß Lohrmann und Mädler keine Spur dieser Verbindungsrille gesehen haben. Schmidt sah sie zuerst am 17. Juni 1862; ich selbst habe sie oft vergebens gesucht, dann aber mit großer Deutlichkeit wahrgenommen.

Außerdem hat Gruithuisen in dieser Gegend noch eine große Menge feiner Rillen aufgefunden, die seitdem kein Beobachter wieder gesehen hat, obgleich dieser mittlere Teil der Mondscheibe bei jeder Lunation gleich gut für die Erde sichtbar ist. Merkwürdig ist auch eine vollkommen gerade Linie, die sich nach Gruithuisen nördlich von Agrippa bis zu dem Punkte hinzieht, in welchem die Verbindungsrille in die große Ariadäusrille einmündet. Hier breitet sich die letztere auf einer Erstreckung von ein paar Tausend Metern zwischen Hügeln kraterförmig aus, ohne jedoch einen wirklichen Krater zu bilden, wie Mädler dies darstellt; vielmehr erkennt man, wenn die Lichtgrenze diesen Punkt überschritten hat, an jener Stelle eine mit Hügeln und Felsen chaotisch angefüllte Fläche. Die genannte gerade Linie entdeckte Gruithuisen am 26. April 1814 abends $8^1/_2$ Uhr und sah sie bis zum Jahr 1824 noch öfter. Sie zeigte sich als schmaler, weißer Streifen. Am 6. November 1826 abends $6^1/_2$ Uhr sah er sie wieder und gleichzeitig eine zweite, kleinere westlich davon, die mit ihr einen Winkel machte. „Die große helle Linie", sagt Gruithuisen, „habe ich also mit aller Gewißheit zweimal und die kleine einmal beobachtet. Atmosphärische Bedeckungen verbargen sie aber so oft, als ich zu andern Zeiten mich nach ihnen umsah; ja sogar kamen stückweise zuweilen andere gerade und gekrümmte Linien zum Vorschein, deren Sichtbarkeit ich nur dem Zufalle zuschreiben konnte, wie z. B. am 1. November 1821 und am 20. November 1822, wo die Lichtgrenze wieder eben so nahe war, wie am 27. Dezember 1824, und man muß auf weitere Entdeckungen in dieser Hinsicht gegenwärtig Verzicht thun, bis die Inhaber der Riesenfernröhre sich entschließen, bei allerbester Luft hinlänglich oft den Mond aufmerksam zu betrachten." Bis heute hat niemand diese hellen Linien wiedergesehen, und so oft ich auch die bezeichneten Gegenden des Mondes aufs

Genaueste untersuchte, habe ich doch nicht einmal die leiseste Andeutung irgend eines Gegenstandes finden können, der auf jene hellen Linien Bezug haben könnte.

Untersucht man das Vorkommen der Rillen auf der Mondoberfläche, so finden sich dieselben in allen Landschaften, die uns überhaupt hinreichend zu Gesicht kommen. Mädler hat zuerst Betrachtungen über die Häufigkeit der Richtungen des Verlaufes der Rillen angestellt. Er kam zu dem Resultate, daß bei den damals bekannten Rillen die Richtung SW—NO weit häufiger als die Richtung NW—SO angetroffen werde und hielt dies nicht für zufällig. Indessen ergiebt die Prüfung des allgemeinen Verlaufes der zahlreichen, von Schmidt in seinem Rillenkatalog aufgeführten Rillen, daß alle Richtungen sehr nahe gleich oft vertreten sind mit Ausnahme der Richtung W—O.

Die geringe Anzahl der in westöstlicher Richtung streichenden Rillen ist aber einfach dadurch zu erklären, daß diese Rillen nur selten durch Schatten

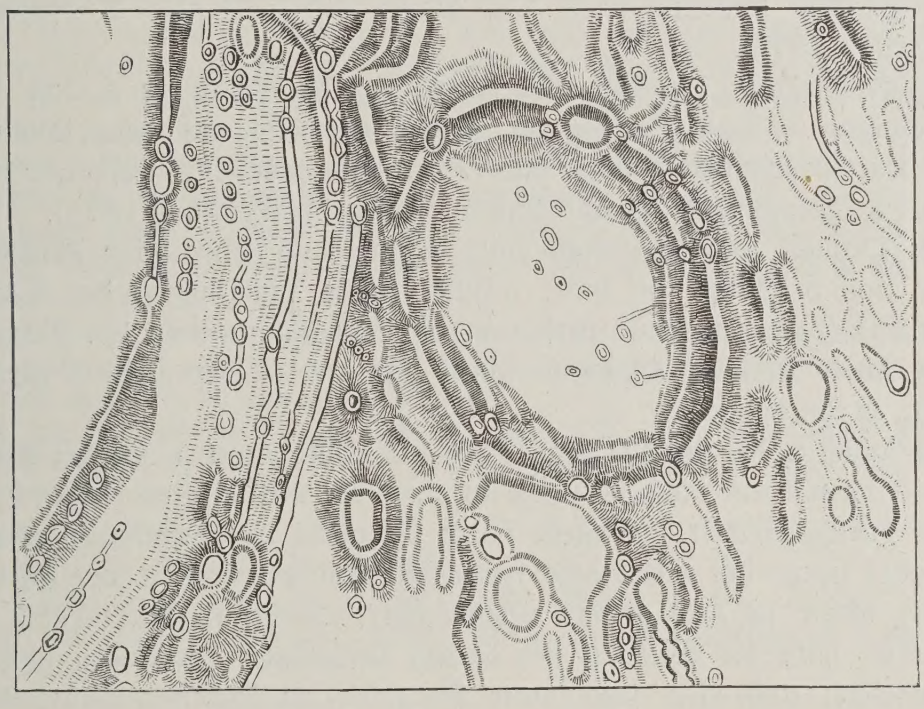
Fig. 40.

Rillensystem der Mondlandschaft E. v. Lade, nach H. Krieger.

sich verraten können, während die in nordsüdlicher Richtung streichenden unter sonst gleichen Umständen am leichtesten aufgefunden werden müssen, weil sie bei nicht zu hohem Sonnenrande in der Tiefe Schatten zeigen. Selbst in der unmittelbaren Nachbarschaft der Hochgebirge treten Rillen auf, dagegen sind die großen Mareflächen, besonders da, wo diese auf weite Entfernungen relativ recht eben erscheinen, der Rillenbildung anscheinend ungünstig. Diese letztere stellt sich am häufigsten dar im gemischten Berg- und Hügellande, auch am Rande der Maren oder im Innern großer Ringgebirge. In mehreren Fällen erkennt man deutlich, wie die Wälle von Kratern und Ringgebirgen von Rillen durchbrochen wurden, so daß letztere also offenbar jünger sind als erstere. Wie bereits hervorgehoben, hat Mädler den Durchschnitt der großen Hyginus-

rille durch den gleichnamigen Krater genauer untersucht. Allein dieser Krater hat nur einen kleinen Wall; weit interessanter zeigen sich die Rillendurchbrüche bei den viel größern, aber allerdings auch nicht sehr hohen Umwallungen der Bergkränze Parry und Bonpland und des anschließenden Fra Mauro. Mädler hat diese Gegend genau untersucht, aber merkwürdiger Weise von den dort auftretenden Rillen nie die geringste Spur wahrgenommen. Erst Kinau erblickte am 12. April 1848 mittels eines sechsfüßigen Refraktors von Lerebours östlich vom Ringgebirge Guerike ein rillenähnliches Thal, das wahrscheinlich der südlichste Teil der großen Rille ist, die Schmidt am 10. April 1851 entdeckte, und welche Fra Mauro und Parry durchzieht. Später hat Gaudibert gefunden, daß sich diese Rille noch weiter nordwärts in die Ebene erstreckt und dort bei einem sehr kleinen Krater endigt, so daß ihre Gesamtlänge nahezu 35 Meilen beträgt. Die Art, wie diese Rille

Fig. 41.



Rillensystem bei Mersenius, nach J. Schmidt.

den zwar nicht sehr hohen, aber massigen Nordostwall des Parry in einer schmalen, mit tiefschwarzen Schatten erfüllten Schlucht durchbricht, ist äußerst interessant. Im Fra Mauro stellt sie sich dar wie eine Furche im Sande, denn das Innere dieses uralten, mannigfach zertrümmerten Bergkranzes ist mit äußerst zahlreichen, kleinen Unebenheiten, Hügeln und Felstrümmern bedeckt, welche es wie mit Sand angefüllt erscheinen lassen. Die Rille selbst läuft im Parry zu einem gut sichtbaren Krater und darüber hinaus in die Fläche auf Guerike zu. Merkwürdig ist, daß dieser Rille rechts und links eine Menge kleiner Krater nahestehen, gleich den Stationen einer Eisenbahn. Der südliche Ringwall des östlich anschließenden Bonpland wird von zwei Rillen durchbrochen, die der vorgenannten einigermaßen parallel laufen. Die

östlichste davon ist ziemlich leicht sichtbar, im Innern des Parry etwas gekrümmt und geht südwärts in die Ebene, wo sie neben einem Krater endigt.

Weitere Beispiele des Durchbruchs von Rillen in den Wällen von Ringgebirgen sind folgende:

Die Rille ε westlich vom Mersenius durchbricht die kleine Ringebene Mersenius *d* in einer breiten Schlucht. Ich sah am 15. März 1878 den Wallabhang des Durchbruchs im Sonnenlicht glänzen. Im Innern von *d* zieht die Rille bis zum Südwalle. Die Rille ε, welche vom Nordostwalle des Mersenius *a* zieht, hat ebenfalls diesen Wall durchbrochen und ist auch im Innern von *a* zu erkennen.

Die Rille Nr. 7 am Südwalle des Ramsden durchschneidet diesen, der schwarze Schatten im Walle ist aber schmaler als die Rille selbst. Zwischen den Rillen Nr. 9 und 10 hat sich ein Teil des nördlichen Walles von Ramsden nach außen herausgesetzt. Hier scheint rechts und links ein Bruch des Walles angedeutet. Letzterer ist mit Unebenheiten wie besät, die einzeln nicht unterschieden werden können, aber dem Walle ein gekörntes Aussehen geben (12. Februar 1878).

Die Fortsetzung der Rille Mersenius ε geht südlich in *d* und hat den Wall gesprengt. Das Sonnenlicht glänzt zeitweise auf dem Wallabhange an der Durchbruchsstelle. Die Rille ε westlich von Cavendish hat ebenfalls den Wall gesprengt und ist im Innern sichtbar (15. März 1878).

Der Ostwall des Taruntius wird schräg von einer Rille durchschnitten, die hier am breitesten ist und, außen, sowie im Innern des Taruntius, schmaler und flacher werdend verschwindet (Beobachtung vom 23. März 1882).

Die starke Rille im Hippalus schien mir am 17. April 1882 auch dessen Nordwall zu durchbrechen.

Die Rillen stellte sich Mädler[1]) vor als „Wirkungen elastischer Kräfte, die aber statt normal auf die Oberfläche in einer der Gravitation entgegengesetzten Richtung durchzubrechen, vielmehr durch besondere Lokalumstände gezwungen, sich parallel unter der Oberfläche fortzogen und den Boden der Länge nach spalteten, wenn sie dies anders vermochten". Denn in den meisten Fällen, so meint er, habe die Wirkung sich darauf beschränkt, den Boden bloß etwas emporzutreiben und eine sogenannte Bergader zu bilden. Man merkt an dieser Darstellung sogleich den Einfluß der Lehren, welche damals Humboldt und Buch über Wesen und Wirken des Vulkanismus in die Geologie eingeführt hatten und die nun von Mädler auch auf den Mond übertragen wurden. Später hat Julius Schmidt die Ansicht ausgesprochen, kraftvollere Instrumente würden dereinst nachweisen, daß die meisten Rillen ganz oder teilweise die Form aneinander gereihter, miteinander durch Walldurchbrüche in Verbindung stehender Kraterreihen besitzen, und als Eruptionsphänomene aufzufassen seien.

Dieses letztere mag in einigen Fällen richtig sein, im allgemeinen aber kann ich diese Entstehungsweise der Rillen nicht zugeben, glaube vielmehr, daß wir unter dem Namen „Rillen" Formen von sehr verschiedenem Typus

[1]) A. a. O., S. 15.

und daher wahrscheinlich auch sehr ungleicher Entstehungsweise zusammenfassen.

Auf dem Hülfsobservatorium, welches die Sternwarte in Cambridge (Nordamerika) in der Nähe von Arequipa errichtete, hat William Pickering an einem großen Refraktor Beobachtungen über die Mondrillen angestellt[1]). Er fand dabei eine Anzahl feiner Rillen, die nach seiner Meinung als Flußbetten bezeichnet werden dürften. Diese kleinen Rillen sind äußerst schwach und schmal an dem einen Ende, breiter dagegen am andern und endigen hier stets in birnförmigen Kratern. Dabei ist ihr Lauf meist geschlängelt, aber als Abweichung von irdischen Flüssen ist zu bemerken, daß die Mündung meist höher liegt als der Ursprung oder Anfang der Rille. Denkt man sich daher die Rille als durch die Wirkung von Wasser entstanden, so muß man annehmen, daß der See in den Fluß, nicht umgekehrt der Fluß in den See (oder Krater) floß. Überraschend wäre nur, daß die Ausflußöffnung stets so sehr breit ist, allein Pickering bemerkt, daß Rillen von schmalem Ursprunge nicht gesehen werden können, sondern nur die breiteren, und daß auch wahrscheinlich nicht alle zu gleicher Zeit Wasser führten. Da die großartigste vulkanische Thätigkeit auf dem Monde stattgefunden hat, so sei es nicht überraschend, wenn eine beträchtliche Wassermenge aus dem Inneren in Gestalt von Springquellen oder Geysiren ausgeworfen worden wäre. Als Beleg für ein solches Flußbett führt Pickering eine Rille an, welche südlich von dem Berge δ in den Apenninen herabkommt, in der Ebene längs des Mt. Hadley sich gegen Norden hinzieht und nach einigen Krümmungen an einem Hügel endigt, nachdem sie vorher von Osten eine andere gekrümmte Rille aufgenommen hat. Ihre Länge beträgt 65 engl. Meilen, ihre Breite am Ausgangspunkte etwa 2000 Fuß, später wird sie viel schmaler, wahrscheinlich unter 500 Fuß. Pickering zeichnete sie am 6. und 25. Februar und 5. und 27. März 1893. Schmidt hat einen Teil der Rille gesehen und in seine große Karte eingetragen.

Pickering findet, daß diese kleinen Rillen eine ausgesprochene Tendenz zeigen, in Gruppen aufzutreten, so z. B. fünf nahe bei einander in den Harbinger Mountains und drei andere östlich davon.

Er giebt folgendes Verzeichnis der (35) von ihm sogenannten Flußbetten, wobei die Längen und Breiten aus Neisons Mondkarte entlehnt, also nur beiläufige sind.

a) Große Flußbetten.

1. Schröters Thal (die Herodotrille).

2. Östlich von Hadley δ (Breite $+ 25^0$, Länge $+ 3^0$). Bereits mit einem Refraktor von sechs bis acht Zoll Öffnung unter günstigen Umständen leicht zu sehen.

3. Petavius (Br. $- 24^0$, L. $+ 59^0$).

b) Mittelgroße Flußbetten.

4. Kästner (Br. $- 7^0$, L. $+ 82^0$). Am äußersten westlichen Rande des Mondes. Kommt aus einem kleinen Krater halbwegs zwischen dem Zentrum und dem Südrande der Fläche, läuft nordwärts und verschwindet nahe dem Nordrande.

5. Vendelinus (Br. $- 15^0$, L. $+ 61^0$), als Rille bei Neison, kurz, gut definiert. [Es ist offenbar die von Krieger entdeckte Rille gemeint, welche in meinem Buche „Führer am Sternenhimmel“ S. 428 abgebildet und mit ν bezeichnet ist, die andere von Krieger entdeckte Rille r_1 hat Pickering nicht gesehen.]

6. Boskowich (Br. $+ 10^0$, L. $+ 10^0$). Kommt aus einem Krater südlich von Boskowich, läuft nordwärts und teilt den Boskowich fast in zwei Hälften. Dieses Flußbett selbst wird halbiert durch eine sehr kleine Rille der gewöhnlichen Art, aber schmaler als das Flußbett, die in ostwestlicher Richtung streift. [Diese beiden Rillen sind schon vor 70 Jahren von Gruithuisen entdeckt worden, der auch eine Verbindung derselben mit der Ariadäusrille erkannt hat.]

---

[1]) Annals Obs. Harvard Coll., Vol. 32, I. 1895.

7. Westlich von Plato (Br. + 50°, L. — 4°).

8. Nördlich von Gassendi (Br. — 14°, L. — 39°). Ein rillenförmiges Flußbett.

9. Nördlich von Gassendi (Br. — 14°, L. — 39°), ein anderes, das vorhergehende schneidend. Wenn es früher zwei Flüsse waren, so ist klar, daß sie nicht zur nämlichen Zeit fließen konnten. Der letztere ist der breitere, etwa $^1/_4$″ im breitesten Teile. [Die Durchkreuzung der beiden Rillen zeigt die Unwahrscheinlichkeit, daß es sich um wirkliche Flußbetten handelt.]

10 bis 14. Harbinger Mts. (Br. — 26°, L. — 43°). Nordsüdliche Richtung, jedes aus einem kleinen Kraterchen kommend, und sehr schwer sichtbar, außer nahe an der Lichtgrenze.

15 bis 17. Südöstlich der Harbinger Mts. (Br. + 25°, L. — 45°). Im Charakter den vorhergehenden ähnlich.

18. Nördlich von der Hyginusrille (Br. + 25°, L. — 51°), schmal und fast geradlinig, von einem Kraterchen, fast in Berührung mit dem Hauptthal.

19. Östlich von Sinus Iridum (Br. + 45°, L. — 45°), die Position nur annähernd. Ziemlich leicht sichtbar, von einem gut definierten Krater, zuerst südlich, dann östlich, zuletzt nach Nordost verlaufend.

c) Weniger leicht sichtbare Flußbetten.

20 bis 22. Westlich von Arago (Br. + 5°, L. + 24°). In einem Drittel des Weges von Arago zu Maskelyne findet sich eine Anzahl sehr feiner Flußbetten, doch war die Beobachtungsnacht genauerer Untersuchung nicht günstig.

23. Nordwestlich von Menelaus (Br. + 17°, L. + 18°). Ein sehr feines Flußbett, im Mare Serenitatis. Es nimmt seinen Ursprung in einem Drittel des Weges von Menelaus zu Taquet, läuft erst nördlich, dann westlich gegen Taquet; anscheinend breit aber flach und daher wegen Schmalheit des innern Schattens schwer zu sehen. Dieser Umstand erklärt wohl auch, weshalb bis jetzt nicht mehr Flußbetten auf dem Monde entdeckt worden sind. Solches muß besonders der Fall sein, wenn die Tiefen der Flußbetten auf dem Monde denjenigen der irdischen Flüsse vergleichbar sind, was wegen der geringen Schwere auf dem Monde wohl der Fall sein könnte.

24. Plato (Br. + 49°, L. — 10°). Beginnt nicht weit von dem südlichen Rande des Plato und zieht sich südwärts den nächsten Wall hinab. Kurz und tief.

25 bis 27. Westlich von Bullialdus (Br. — 20°, L. — 15°). Drei sehr feine Flußbetten, ziemlich lang und eins davon gegabelt.

d) Zweifelhafte Flußbetten.

Die Schwierigkeit dieser Objekte ist so groß, daß man nicht entscheiden kann, ob es sich um Rillen oder Flußbetten handelt, an ihrer Existenz ist dagegen nicht zu zweifeln.

28. Petavius (Br. — 24°, L. + 59°). Schon unter den großen Flußbetten aufgezählt; es ist ziemlich gerade und deshalb nachträglich einiger Zweifel über seinen Charakter entstanden.

29. Nordöstlich von Messier (Br. + 1°, L. + 45°). Vielleicht eine Rille von ν nach δ gerichtet und sehr kurz. Im Mare Foecunditatis. [Wahrscheinlich die von Krieger entdeckte Rille.]

30. 31. Atlas (Br. + 46°, L. + 44°). Zwei sehr kleine Flußbetten, in nördlicher Richtung, nicht zu verwechseln mit den verhältnismäßig leichten Rillen in ihrer unmittelbaren Nachbarschaft.

32. Südlich von Posidonius (Br. + 21°, L. + 29°), im Mare Serenitatis, gegabelt und gegen Norden sich erstreckend. [Die Breite ist offenbar irrig und soll vielleicht + 29° sein.]

33. Östlich von Bessel (Br. + 24°, L. + 13°), etwa 50 engl. Meilen nordöstlich von Sulpicius Gallus, im Mare Serenitatis.

34. Alphonsus (Br. — 14°, L. — 4°), genau östlich vom Zentralberge aus nordwärts laufend. Sie scheint mehrere Arme zu haben, vielleicht ist aber dort nur der Abhang einer tiefen Schlucht. Wahrscheinlich keine gewöhnliche Rille, vielleicht existieren auch noch andere Flußbetten in dieser Wallebene. [Zwischen der

oben genannten Rille aus dem Ostwalle, südlich von dem berühmten dreieckigen Fleck, habe ich am 29. November 1881 noch drei überaus feine, einander parallele Rillchen gefunden, außer ihnen existiert dort noch eine längere Rille und eine andere, die in den dreieckigen Fleck zieht.]

35. Hansteen (Br. — 11°, L. — 51°). Das Kraterchen liegt nahe am innern westlichen Wallrande, und das kleine Flußbett liegt nordwärts. Es ist sehr klein.

Pickering giebt zu, daß diese sogenannten Flußbetten im allgemeinen viel zu klein sind, um zu entscheiden, ob sie Wasser enthalten. Diese Hypothese ist schon früher von Gruithuisen aufgestellt worden, der die Rillen als Flußbetten bezeichnete und z. B. die Rille bei Birt für einen Steppenfluß erklärte. Ich glaube nicht, daß es sich überhaupt bei den Rillen um Flußbetten, sei es nun aus älterer oder neuerer Zeit, handelt.

Die Frage, ob heute Rillen neu entstehen, ist noch eine offene. Schon Kinau, der 1848 viele der Mädlerschen Rillen revidierte, bemerkt, daß ihm oft der Gedanke gekommen sei, ob nicht manche von diesen Gebilden seit Mädlers Aufnahmen deutlicher geworden oder selbst neu entstanden sein könnten. Schmidt neigt zu ähnlichen Anschauungen, und auch ich muß gestehen, daß die Variationen der Sichtbarkeit mancher Rillen schwer durch ihre Projektion gegen den Beobachter und den Sonnenrand erklärt werden können. Gewisse Rillen könnten zeitweise unsichtbar sein infolge von Vorgängen auf der Mondoberfläche, die einen lokalen Charakter besitzen. Welcher Art diese Vorgänge sind, läßt sich nicht sicher angeben, ich denke an eine Art Nebel; man wird Fortschritte in dieser Beziehung machen, wenn man dereinst möglichst kleine Regionen der Mondoberfläche mit Aufbietung der besten optischen Hülfsmittel studiert.

7. Helle Streifen und Strahlensysteme, Krater mit hellem Nimbus und Lichtflecken. Bei hoher Beleuchtung, am besten im Vollmonde erscheinen große Teile der Mondoberfläche von hellen Streifen durchzogen, die meist von einem Centralpunkte strahlenförmig ausgehen. Solche Mittelpunkte großer Strahlensysteme bilden besonders die Ringgebirge Tycho, Kopernikus, Kepler, Aristarch, Anaxagoras und einige andere. Frühere Mondbeobachter hielten die Strahlen für Bergrücken, allein man überzeugt sich bei schräger Beleuchtung, wenn alle Unebenheiten der Mondoberfläche sich durch ihre Schatten verraten, leicht, daß an Stelle der Streifen, die nun meist verschwunden sind, keine entsprechenden Bergzüge existieren. Selbst wo Bergadern auf den lichten Streifen hin oder in ihrer Gegend ziehen, folgen sie doch nicht dem Laufe und den Krümmungen derselben und noch weniger dem Zuge der eigentlichen Gebirge.

„Zuweilen kann man die Streifen auch bei schräger Beleuchtung noch in einigen Ebenen (wie im Stöfler und Meton), jedoch nur schwach auffinden, wenn sie in den umgebenden Berglandschaften schon nicht mehr gesehen werden, doch nie bis zum wirklichen Untergange der Sonne. Der sehr deutliche, das Mare Serenitatis durchziehende, wird zwar von Bergadern durchsetzt und parallel zur Seite begleitet, auch streichen einige kurze Rücken auf ihm fort, er selbst aber liegt so völlig im Niveau der Ebene, daß er in der Nähe der Lichtgrenze stets verschwindet. Deutlich gewahrten wir dieses Verschwinden in einer äußerst günstigen Nacht während einer sechsstündigen Beobachtung, wo die Bergadern (wie dies allgemein und zu allen Zeiten der Fall ist) beim Näherrücken der Lichtgrenze deutlicher, ja großenteils erst sichtbar wurden, während der Streifen vor unseren Augen spurlos ver-

schwand, was nicht hätte stattfinden können, wenn er auch nur einen Grad Böschung gehabt hätte." (Mädler.)

Von den großen Lichtstreifen zu den Kratern mit heller Umgebung und zu isolierten Lichtpunkten, von denen man nicht entscheiden kann, ob in ihrem Centrum ein kleiner Krater steht oder ob sie sehr flache, beulenförmige Erhöhungen des Bodens sind, existieren sehr zahlreiche Übergangsformen. Aber selbst die Lichtflecke kleinster Art sind untereinander verschieden[1]). An starken Vergrößerungen erscheint der Umfang dieser Flecke niemals scharf, sondern verwaschen, faserig, mit unregelmäßigen Zacken und Ausläufern und manche der ansehnlichen umglänzten Krater entwickeln ringsum aus dem Rande des Nimbus zahlreiche zarte Lichtstreifen. Die Zahl der kleinsten Lichtfleckchen ist außerordentlich groß, man kann sie beinahe mit der Anzahl der Krater vergleichen, aber keineswegs zeigt sich jeder Krater im Vollmonde als Lichtfleck. Nach Schmidts Meinung dürfte man jedoch unter Anwendung sehr mächtiger Refraktoren dereinst in vielen Lichtfleckchen sehr kleine Krater finden, auch glaubt Schmidt, daß unter diesen Formationen Bildungen der neuesten Zeit vorkommen mögen.

8. Dunkle Flecke von meist geringer Größe kommen in allen Teilen des Mondes, aber hauptsächlich nur in den ebenen und tiefer gelegenen Regionen vor. Sie zeigen sich allmählich, wenn die Sonne eine gewisse Höhe erreicht hat, und sind durchgängig bei oder nach dem höchsten Sonnenstande über der betreffenden Gegend am dunkelsten. Diese Flecke sind bezüglich ihrer Sichtbarkeitsverhältnisse nur erst wenig untersucht worden, einige früher von Gruithuisen, andere, besonders die dunkeln Flecke in der Nähe des Hyginus und im Alphonsus von mir[2]). Für die ersteren, die in ihrem Aussehen sehr veränderlich sind, habe ich den allgemeinen Verlauf ihrer Sichtbarkeitsverhältnisse ermitteln können. Dieselben spielen sich in jeder Lunation regelmäßig in gleicher Weise ab, doch sind kleine Abweichungen angedeutet, die aber vielleicht durch die Libration des Mondes erklärbar werden. Edward Pickering hat sich in Arequipa auch mit der Beobachtung einer Anzahl dunkler Flecke des Mondes beschäftigt. Er bezeichnet mehrere als veränderlich, weil ihr Aussehen mit dem Sonnenstande wechselt, doch kann ich diese Veränderungen nur als optische gelten lassen. Am interessantesten findet er die Flecke in der Ringebene Alphonsus und Atlas. Die erstern erscheinen seinen Beobachtungen zufolge am dunkelsten nach dem Vollmonde, wenn keine wahren Schatten vorhanden sind, dagegen werden sie bei niedriger Sonne unsichtbar, wenn die wahren Schatten am deutlichsten erscheinen. „Daher", sagt Pickering, „ist es evident, daß hier eine wirkliche Veränderung der Natur der reflektierenden Oberfläche stattfindet. Wir kennen kein Gestein, welches stufenweise dunkler wird unter dem Einflusse der Sonnenstrahlen und später, wenn das Sonnenlicht abnimmt, wieder heller erscheint." Er meint, man könne zur Erklärung nur an Wasser denken, doch könnten die Flecke nicht etwa Teiche sein.

---

[1]) Schmidt, Erläuterungsband zur Mondkarte, S. 103. — [2]) Sirius 1882 u. 1887.

Bisweilen sind die Flecke scharf umgrenzt, so im Julius Cäsar, aber andere zeigen sehr unbestimmte Grenzen, z. B. Alphonsus α, besonders dann, wenn sie ihre Größe ändern. Häufig werden sie von kleinen Rillen begrenzt, z. B. im Alphonsus und Atlas.

Die Verteilung der Flecke ist völlig unregelmäßig, sie erscheinen gegen den Rand hin dichter, zum Teil wegen der schrägen Lage zur Gesichtslinie, dagegen finden sich keine in der Nähe der Pole. Der nördlichste, bekannte veränderliche Fleck ist Endymion in 55° n. Br. nahe dem westlichen Rande; der südlichste ist Pontecoulant e in 60° s. Br. und ebenfalls nahe dem westlichen Rande. Der südlichste Fleck nahe dem östlichen Rande ist Schickard in 47° s. Br., der nördlichste Fleck am östlichen Rande Riccioli in 2° s. Br. Veränderliche, dunkle Flecke sind in allen Maren gefunden worden mit Ausnahme des Oceanus Procellarum. Sie liegen meist gegen die Ränder der Maren hin, im Mare Tranquillitatis und Mare Nectaris aber über die ganze innere Fläche zerstreut. Die Maren selbst sind in Dunkelheit verschieden; so ist das Mare Foecunditatis nach dem ersten Viertel heller als das Mare Crisium, dann dunkelt es rasch ab und bleibt dunkler als letzteres bis nach dem Vollmonde. Wenn der Sonnenuntergang naht, so wird es wieder heller als das M. Crisium, bis es verschwindet. Mare Nectaris und M. Vaporum verhalten sich in ähnlicher Weise im Vergleich mit dem M. Serenitatis. Wenn die mit veränderlichen Flecken bedeckten Regionen selbst dunkel sind, so ist es oft sehr schwer, deren Veränderlichkeit zu erkennen. Dies ist z. B. der Fall mit der innern Fläche des Plato, welche vor Jahren einer Veränderlichkeit der Färbung verdächtig erschien. Kein sicherer Beweis einer Veränderlichkeit ist bis jetzt bei Billy, Zupus oder Crüger erkannt worden, welche sämtlich augenfällig dunkle Formationen sind, obgleich wahrscheinlich in ihrer Nähe veränderliche Flecke existieren. Die veränderlichen Flecke bedecken innerhalb der Kraterebenen gewöhnlich nicht die ganze Fläche, sondern sind meist längs des Randes derselben zerstreut, ebenso auf den niedrigen Abhängen innerhalb des Walles, dagegen werden sie niemals auf den Gipfeln der Umwallung und nur selten, wenn überhaupt, auf den äußeren Abhängen derselben angetroffen. Fast immer sind die Flecke farblos. Die einzige deutliche Färbung, welche Pickering entdeckte, war beim Endymion, dessen Inneres, wenn es zuerst vom Sonnenlichte getroffen wird, eine ausgesprochen gelbe Farbe zeigt, ja alsdann der gelbste Fleck auf der ganze Mondscheibe ist. Cleomedes ist viel weniger ausgesprochen gelb, und Furnerius zeigt möglicherweise nur Spuren einer solchen Färbung. Die gelbe Farbe des Endymion scheint bisweilen einen Anflug von Grün zu erhalten, doch war dies nicht klar zu erkennen. Am besten kommen die Färbungen an starker Vergrößerung heraus. Die innere Fläche des Endymion ist eine sanfte Ebene, aber von zahlreichen Rillen durchbrochen. Die Angaben über die Gestalt und Veränderung des dreieckigen Fleckes im Alphonsus, welche Ed. Pickering machte, stimmen mit den Ergebnissen meiner eigenen vieljährigen Beobachtungen nicht überein, auch fehlt in der Zeichnung Pickerings die charakteristische Gestalt des Fleckes. Nach meinen Beobachtungen steht im Mittelpunkte dieses Fleckes ein kleiner Kraterkegel und zwar auf dem Rücken eines niedrigen Ringwalles, dessen

innere Fläche tiefer als die äußere Umgebung ist. Die südliche Spitze des dreieckigen Fleckes liegt innerhalb dieses Ringwalles, die beiden anderen liegen außerhalb desselben [1]).

William Pickering giebt folgendes Verzeichnis der von ihm beobachteten dunkeln Flecke:

1. W. Humboldt (Breite — 27°, Länge + 84°). Enthält drei dunkle Flecke, und ein anderer liegt östlich vom Krater. Sie sind um die Zeit des ersten Viertels die dunkelsten großen Flecke auf dem Monde, viel dunkler als die im Petavius und Endymion. In dem größten Flecke vielleicht ein bräunlicher Anflug.
2. Oken (Br. — 43°, L. + 77°).
3. Pontecoulant e (Br. — 60°, L. + 69°).
4. B (Br. — 51°, L. + 68°). Ein Krater ohne Namen, von Neison mit B bezeichnet. Er zeigt nahe der Mitte eine weiße Bergspitze.
5. Mare Crisium (Br. + 12°, L. + 61°). Mehrere große dunkle Flächen im Südwesten dieses Mare.
6. Petavius (Br. — 25°, L. + 60°). Der ganze nordöstliche Teil der innern Fläche ist dunkel mit Ausnahme einiger hellen Stellen, bis zur großen Rille südwärts. Der äußerste nördliche Teil ist augenscheinlich dunkler als der übrige, und lange dunkle Striche umsäumen die beiden Flußbetten.
7. Mercurius α (Br. + 46°, L. + 60°). Ein sehr markierter dunkler Fleck, nördlich, südlich und östlich von einem kleinen Krater.
8. Endymion (Br. + 53°, L. + 53°). Die innere Fläche ist von zahlreichen Rillen durchschnitten und enthält kleine Hügel und Krater.
9. Mare Foecunditatis (Br. — 5°, L. + 50°). Dieses Mare ist mehr oder weniger mit dem Material bedeckt, welches die veränderlichen Flecke hervorruft.
10. Franklin (Br. + 39°, L. + 47°). Enthält zahlreiche Rillen, eine große graue Region und verschiedene schwarze Flecke wie Atlas a, aber kleiner. Bei ausreichenden teleskopischen Mitteln und guten atmosphärischen Zuständen, anscheinend ein besonders interessanter Krater.
11. Colombo (Br. — 14°, L. + 44°). Eine große Fläche in der Nähe ist wahrscheinlich veränderlich.
12. Atlas (Br. + 46°, L. + 43°).
13. Herkules (Br. + 47°, L. + 38°). Enthält einen großen Fleck von verschiedener Schattierung.
14. Mare Nectaris (Br. — 15°, L. + 34°). Diese Fläche ist bedeckt mit veränderlichen Flecken.
15. Mare Tranquillitatis (Br. + 10°, L. + 30°). Das dunkelste der großen Maren enthält einige helle Flecke und ist anscheinend bedeckt mit dem Material, welches die veränderlichen Flecke hervorruft.
16. Mare Serenitatis (Br. + 20°, L. + 26°). Ein großer, dunkler Fleck am westlichen Ende des Mare, welcher mit denjenigen im M. Tranquillitatis zusammenhängt.
17. Julius Cäsar (Br. + 10°, L. + 15°). Ein sehr dunkler Fleck in der nordöstlichen Ecke, umgeben im Süden und Westen von einem hellen. Beide Flecke sind scharf begrenzt und füllen etwa ein Drittel der innern Fläche.
18. Boskowich (Br. + 10°, L. + 11°). Eine sehr dunkle Fläche von einem Flußbett und einer Rille durchzogen.
19. Zwischen Hyginus und Agrippa (Br. + 6°, L. + 8°). Ein wohl definierter dunkler Fleck.
20. Mare Vaporum (Br. + 11°, L. + 6°). Mehrere anscheinend veränderliche Flecke.
21. Mare Imbrium (Br. + 25°, L. + 2°). Der westliche Rand in der Region, welcher das Mt. Hadley-Flußbett umgiebt, ist Veränderungen der Helligkeit unterworfen.

[1]) Sirius, 1881, S. 265 u. ff.

22. Rhaetikus (Br. + 0°, L. + 5°). Der Fleck liegt gerade östlich von dem Krater.

23. Alphonsus (Br. — 13°, L. — 3°).

24. Schröter (Br. + 6°, L. — 7°). Gerade nördlich von diesem Krater findet sich eine Anzahl kleiner Flecke, von denen einige sehr dunkel sind.

25. Plato (Br. + 51°, L. — 9°).

26. Stadius (Br. + 11°, L. — 11°). Diese Region ist dicht mit Kratern besetzt und erscheint im Vollmond sehr dunkel.

27. Gambart Z (Br. + 6°, L. — 15°). Ein großer, sehr dunkler, doppelter Fleck.

28. Mare Nubium (Br. — 19°, L. — 18°). Der südliche Teil enthält einige Flecke, welche wahrscheinlich veränderlich sind.

29. Gassendi (Br. — 18°, L. — 39°). Ein interessanter Krater. Der größte Fleck findet sich im südlichen Teile desselben. Ein kleiner Fleck von ungleicher Intensität liegt im östlichen Teile der innern Fläche von Gassendi A.

30. Mare Humorum (Br. — 28°, L. — 43°). Der ganze südöstliche Rand scheint mit veränderlichen Flecken besetzt. Einige Flecke liegen in der Richtung auf Tycho zu und mögen auch veränderlich sein.

31. Drebbel (Br. — 40°, L. — 48°). In Intensität die Mitte haltend zwischen den zwei Endpunkten des Schickard. Drebbel e ist noch dunkler als Drebbel.

32. Hansteen (Br. — 11°, L. — 51°).

33. Zupus (Br. — 18°, L. — 53°). Das Innere ist dunkel. Verschiedene kleinere Flecke in der Nähe mögen veränderlich sein.

34. Schickard (Br. — 44°, L. — 55°). An beiden Enden der innern Fläche finden sich dunkle Flecke, der südliche ist entschieden der dunklere.

35. Vieta λ (Br. — 32°, L. — 57°). Ein sehr augenfälliger Doppelfleck bisweilen zu einem einzigen vereinigt. Der Fleck liegt genau südlich von λ, ein interessantes Objekt.

36. Crüger (Br. — 15°, L. — 66°). Das Innere ist etwas buntscheckig. Zwischen ihm und Rocca liegen zwei kleine, dunkle Regionen, welche wahrscheinlich veränderlich sind.

37. Grimaldi (Br. — 8°, L. — 68°).

38. Riccioli (Br. — 2°, L. — 76°). Interessant wegen der Schnelligkeit, mit welcher die sehr dunkle Färbung gegen Sonnenuntergang verschwindet.

9. Um die Helligkeitsunterschiede der verschiedenen Gegenstände der Mondoberfläche auszudrücken, hat man, nach dem Vorgange von Schröter, eine Skala von 10 Graden angenommen, in welcher der hellste Punkt des Mondes (der Centralberg des Aristarch) mit 10 und der Schatten der Mondberge mit 0 bezeichnet ist. Die Helligkeit der Maren ist in dieser Skala etwa 2 bis 3°, jene der Gebirgslandschaften 5 bis 6°, einzelne Berggipfel glänzen mit 7 selbst 8°. Es ist klar, daß diese Bestimmungen des Glanzes (der Farbe) nur Schätzungen und von einer gewissen Willkür nicht frei sind.

Die Selenographical Society zu London hat (1878) [1]) Normalhelligkeiten einer Anzahl von Punkten der Mondoberfläche festgesetzt, die als Anhaltspunkte für die Helligkeitsschätzung anderer Mondobjekte dienen können.

Photographische Messungen der Helligkeit einer Anzahl von Punkten der Mondscheibe nahe dem Vollmonde hat Pickering ausgeführt [2]). Setzt man hiernach die Intensität der Centralspitze des Aristarch = 1, so ist diejenige vom Walle des Proclus = 0,759, des Mersenius C = 0,631, Dionysius = 0,525, Mösting A = 0,363, des Berges Lahire = 0,251, des Walles

[1]) Selenograph. Journal, 1878, Vol. 1, Memoranda. — [2]) Selenograph. Journal. 1882.

von Kepler = 0,251, des Ringwalles vom Kopernikus = 0,209, des Theaetetus = 0,174, des Picard = 0,120, des Timocharis und Landsberg = 0,110, der Wallebene Langrenus = 0,83, des Sinus medii = 0,83, des Innern des Ptolemäus = 0,69, des Walles von Arago = 0,48, des Bessel = 0,44, der innern Fläche des Archimedes = 0,23, des Mercator = 0,19, der Wallebene Endymion = 0,17, des Innern von Pitatus, Hippalus und Taruntius = 0,16, des Flamsteed = 0,11, des Grimaldi = 0,09, des Lemonnier und Billy = 0,08, des Boskowich = 0,06.

10. Bergschatten. Die Schatten der Mondgebirge sind absolut schwarz und an den Rändern scharf begrenzt, was bekanntlich auf der Erde nicht der Fall ist. Die längsten Schatten zeigen sich natürlich beim niedrigsten Sonnenstande, also dann, wenn die betreffende Erhöhung unmittelbar an der Lichtgrenze liegt; mit steigender Sonne verkürzen sich die Schatten und scheinen noch schärfer begrenzt zu werden.

In seltenen Fällen bemerkt man am Rande des Schattens in den Kratertiefen einen verwaschenen, bräunlich grauen Saum. „Um ihn zu erklären", bemerkt Schmidt, „ist es sehr unstatthaft, zum Halbschattten oder zu einer Atmosphäre seine Zuflucht zu nehmen. Es liegt der wahrscheinliche Fall viel näher, daß der schattenwerfende Kraterwall mit einer Menge kleiner Erhebungen, oder mit nahe aneinander liegenden Blöcken von kolossalen Dimensionen bedeckt sei, welche einzeln für uns der Entfernung wegen nicht sichtbar, ihre schmalen unter sich parallelen Schatten auf die gegenüberstehende Wand fallen lassen, deren helle Zwischenräume wir nicht bemerken können, und der Erfolg wird sein, daß wir anstatt des vielfach in Spitzen auslaufenden Schattenrandes nur einen verwaschenen Saum bemerken. Dasselbe würde der Fall sein, wenn ein solcher Kraterwall an seinem obern Walle vielfach durchlöchert wäre."

W. Pickering fand in Arequipa, wenn der erleuchtete Teil des Mondes hinreichend schmal war, so daß das Auge nicht dadurch geblendet wurde, stets etwas Helligkeit innerhalb der schwarzen Schatten auf dem Monde wahrnehmbar. Diese Helligkeit war sogar hinreichend, um einzelne Details innerhalb der Krater, besonders derjenigen mit Centralbergen zu zeigen, lange bevor sie vom ersten Strahle des Sonnenlichtes erreicht wurden. Bei einigen Kratern ist die Erscheinung deutlicher als bei anderen. So war am 20. März 1893 das Innere des Stevinus mit seinem Centralberge, obgleich es noch im Schatten des Walles lag, deutlich zu erkennen, während das Innere des Snellius in dem nämlichen Abstande von der Lichtgrenze völlig schwarz erschien. Die nämliche Wahrnehmung war bei der vorhergehenden Lunation gemacht worden. Die Erscheinung wird von Prof. Pickering natürlich nicht einer Mondatmosphäre zugeschrieben, sondern dem Lichtreflex der benachbarten, von der Sonne bereits erleuchteten Bergwände. Übrigens ist diese Wahrnehmung nicht neu. Schmidt hat etwas Ähnliches am 8. April 1856 beim Krater Boussingault gesehen und umständlich erörtert. Gruithuisen sah am 18. Oktober 1824 bei abnehmendem Monde in dem beschatteten Teile des Innern vom Aristarch einen noch schwärzern Punkt. Hierhin gehört wohl auch die seltsame Wahrnehmung, die ich am 9. November 1883 am Krater

Birt (Thebit B) machte. Die Lichtgrenze des zunehmenden Mondes lag zwischen Stadius und Kopernikus und über Pitatus, die angewandte Vergrößerung war die 300fache eines sechszölligen Refraktors. Das Innere von Birt war fast vollständig von tiefschwarzem Schatten erfüllt, der Ostwall warf dagegen nach außen einen grauen Halbschatten, und in diesem letztern sah ich mit vollkommener Deutlichkeit den schwarzen Schatten der großen von Norden kommenden Rille, konnte jedoch von der südlichen Fortsetzung der letztern über den Schatten hinaus nichts wahrnehmen.

Was die von Schröter an den Hörnern der sehr schmalen Mondsichel wahrgenommene Dämmerung anbelangt, so hat Pickering niemals etwas davon wahrgenommen, weil sie — wie er bemerkt — von dem hellen Erdlichte im Monde überdeckt wird. Dagegen behauptet er, daß, wenn der Mond nahezu 90° von der Sonne entfernt steht, der Dämmerungssaum fast immer gesehen werden könne als schwacher Schein in der Verlängerung der Hörner, indem dort der dunkle Mondrand entschieden heller sei als in den andern nur vom Erdlicht beschienenen Teilen. Der Dämmerungssaum erstrecke sich in einer Ausdehnung von 60″, man müsse aber mit starken Vergrößerungen (etwa 400fach) danach suchen. Diese Wahrnehmung soll nach Pickering eine Dichtigkeit der Mondluft anzeigen, vergleichbar der Dichte unserer Erdatmosphäre in 40 engl. Meilen Höhe.

Ich habe bei meinen vieljährigen Mondbeobachtungen nie eine sichere Spur von diesem Dämmerlichtssaum an den Mondhörnern wahrzunehmen vermocht.

11. Veränderungen auf der Mondoberfläche. So zahlreich die Umwälzungen sein mögen, welche die Mondoberfläche ihrem Aussehen zufolge erlitten hat, so gehören sie doch alle gewiß einer äußerst entlegenen Vergangenheit an. Ringgebirge und ähnliche große Formationen entstehen gegenwärtig nicht mehr auf dem Monde, ja die Beobachtungen Mädlers haben diesen zu dem Ausspruche geführt, auf dem Monde sei überhaupt alles zur Ruhe gekommen. Diese Meinung ist irrtümlich; aber um solche Veränderungen zu erkennen, bedarf es, bei der immerhin großen Entfernung des Mondes, des aufmerksamsten Studiums seiner Oberfläche an der Hand guter Karten, und es ist deshalb klar, daß im vergangenen Jahrhundert der Nachweis solcher Veränderungen auf dem Monde nicht geliefert werden konnte. Die Sichtbarkeitsverhältnisse der Mondlandschaften variieren mannigfach je nach der Beleuchtung und Lage des Mondes gegen den Beobachter, und wer hiermit nicht genau vertraut ist, möchte reelle Veränderungen in großer Zahl annehmen, wo in Wirklichkeit nur periodische Variationen des scheinbaren Aussehens stattfinden. Allein wenn man diese optischen Veränderungen berücksichtigt, bleiben doch noch wirkliche Variationen übrig, die seit weniger als einem Jahrhundert stattgefunden haben.

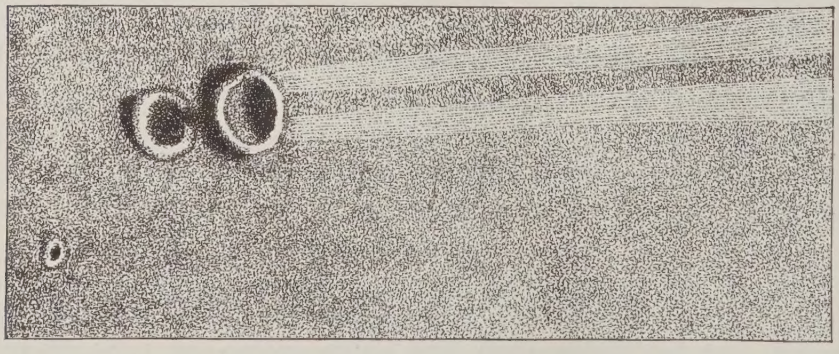
Die früheste, allerdings vorübergehende Veränderung (oder vulkanische Thätigkeit) auf dem Monde wurde von Schröter bei dem großen Krater im Innern des Posidonius wahrgenommen. Er sah diesen sonst sehr tiefen Krater am 1. November 1791 in einem Abstande von 2′ 8″ von der Lichtgrenze ohne Schatten und im Innern grau, während alle benachbarten Krater tiefschwarze Schatten hatten. Am folgenden

Tage lag Posidonius A 4′ 18″ von der Lichtgrenze und zeigte sich zur Hälfte mit schwarzen Schatten angefüllt. Schon Mädler fiel diese Wahrnehmung auf, obgleich er selbst Ähnliches nie beobachtet hatte, doch fand im Jahre 1849 Schmidt bei jenem Krater vorübergehend dieselbe Erscheinung. Eine bloß optische Deutung des Phänomens ist, wie bereits Mädler zugab, nicht möglich, und es bleibt nichts übrig, als zeitweise Veränderungen der Tiefe jenes Kraters anzunehmen. Ich enthalte mich jeder Andeutung über die mögliche Ursache dieser Veränderungen; die Thatsache selbst ist nicht zu bestreiten.

Das zweite sicher konstatierte Beispiel einer physischen Veränderung bietet der Krater Linné, wie Jul. Schmidt seit dem 16. Oktober 1866 nachgewiesen hat. Hier ist der zu Lohrmanns und Mädlers Zeit 30000 Fuß im Durchmesser haltende, tiefe Krater verschwunden, und man erblickt nur in der nächsten Nähe der Lichtgrenze mit sehr kraftvollen Instrumenten einen niedrigen Hügel mit einem sehr kleinen Krater, sonst aber nur einen verwaschenen Lichtflecken. Linné kommt zuerst als Krater vor auf Ricciolis Mondkarte zum neuen Almagest 1651. Schröter sah ihn zuerst am 5. November 1788, etwa $7\frac{1}{2}$ Tage nach dem Neumonde und beschrieb ihn als „ein weißes, sehr kleines, rundes Fleckchen", das „eine ungewisse Einsenkung" in sich hat. Es ist seltsam, daß einige Beobachter die bei Linné stattgefundene Veränderung bezweifelt haben, während doch jeder, der Mädlers Mondarbeit studiert und selbst den Mond genauer untersucht hat, sieht, daß das gegenwärtige Aussehen dieses Kraters ein ganz anderes ist, als es nach Lohrmanns und Mädlers Beschreibung früher war. In dieser Beziehung will ich bloß einige Beobachtungen von mir mitteilen, welche in der Frage vielleicht einigen Wert beanspruchen können. Am 19. April 1877 untersuchte ich bei ausgezeichneter Luft mit 300- und später 450facher Vergrößerung den Linné, der sich sehr nahe an der Lichtgrenze befand. Während die sämtlichen Krater im Mare Serenitatis sich als solche zeigten, erschien Linné als kleine Erhöhung von sicher nicht viel über 1″ Durchmesser mit sehr kleinem, aber deutlich wahrnehmbarem Schatten. Am folgenden Tage war die Luft ebenfalls gut. Jetzt zeigte sich Linné bereits als nahe kreisförmiger Lichtfleck, während der Schattenwurf bei den unter höherm Sonnenstande liegenden Kratern des Mares deutlich vorhanden war. In den günstigsten Momenten glaubte ich ein äußerst feines Pünktchen im Centrum des Linné zu erkennen. Man sieht aus diesen Beobachtungen, wie damals die Sichtbarkeit an der Lichtgrenze sofort in die Gestalt des diffusen Lichtfleckes überging und zur Wahrnehmung der entwickelten Kraterform gar kein Raum blieb.

Ein merkwürdiges Beispiel bietet das Ringgebirge Messier. Neben demselben befindet sich ein anderes, A, das, wie sich Mädler ausdrückt, jenem „in jeder Beziehung völlig gleich" ist: „Durchmesser, Gestalt, Höhe und Tiefe, Farbe des Innern wie des Ringgebirges, ja selbst die Lage einiger Gipfel auf letzterm, alles stimmt dergestalt überein, daß hier entweder ein sehr sonderbares Spiel des Zufalls oder ein uns noch unbekanntes Naturgesetz gewaltet haben muß." Außerdem bemerkt Mädler noch, er habe seit 1829 diese Region mehr als 300 mal in Augenschein genommen und stets in der beschriebenen Art gesehen, „obgleich bei einer so scharf ausgeprägten Gestalt auch die geringste Veränderung der Größe, Form oder Lichtstärke sich hätte merklich machen müssen". Allein schon seit 1824 hatte Gruithuisen gefunden, daß die beiden Krater häufig außerordentlich ungleich

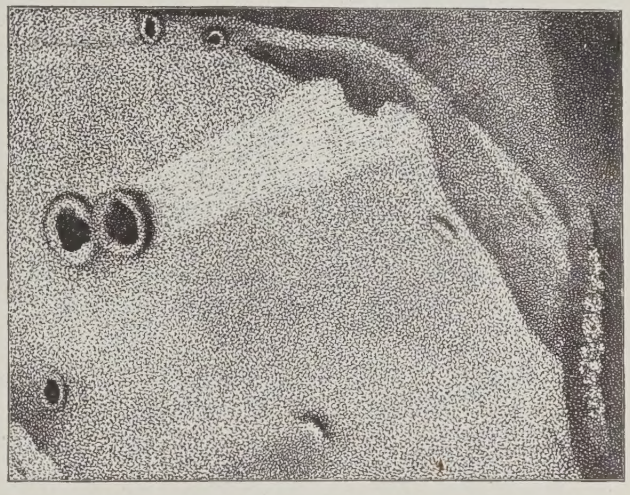
Fig. 42.



in ihrem Aussehen sind, wie man aus seinen Zeichnungen derselben, Fig. 42 und 43, allein schon ersehen kann. Diese Veränderungen finden nach meinen Beobachtungen auch gegenwärtig noch statt, und sie sind nur optische; aber unbegreiflich ist es, wie Mädler stets völlige Übereinstimmung im Aussehen dieser beiden Krater finden konnte und dazu noch eine so vollkommene, daß er darüber erstaunte.

Im Mare Nectaris befinden sich zwei runde, dunkle Flecke nahe bei 30° w. L. und 14° s. Br., die in hoher Beleuchtung recht deutlich hervortreten, schon mit schwachen optischen Mitteln erkennbar sind und auch auf einer Mondphotographie Rutherfurds sich zeigen. Mit starken Ferngläsern erkennt man, daß beide dunkle Flecke im Centrum je einen kleinen hellen Krater haben, der sich bei starker Vergrößerung fast wie ein irdischer Vulkankegel darstellt. Außerdem laufen, wie ich unter sehr günstigen Verhältnissen gesehen habe, von dem größern Krater radiale Hügelzüge aus, und in einiger Entfernung ist er von kleinen Kraterchen kreisförmig umstellt. Dieses Detail ist nur schwierig wahrzunehmen, aber den dunkeln kreisförmigen Fleck um den größern Krater kann man, wie bemerkt, sehr leicht sehen. Trotzdem fehlt er bei Mädler, obgleich der Zufall gewollt hat, daß Mädler gerade die Gegend, wo der Fleck sich befindet, mit ungewöhnlicher Sorgfalt untersuchte. Seine Karte enthält viele der kleinsten Krater, selbst solche, die lange von anderen Beobachtern nicht wieder gesehen worden sind, sowie eine flache Bodenerhebung, die Mädler in dem Texte zu seiner Karte als „Beule" beschreibt. Gerade ostwärts von dieser Beule steht nun der Krater, und wer die Beule samt den benachbarten Hügeln, die Mädler beschreibt und zeichnet, nicht sieht, kann doch den Krater nicht übersehen. Auch in Lohrmanns großer Mondkarte fehlt der Krater, und ebensowenig hat ihn Gruithuisen jemals gesehen, obgleich er diese Gegend wiederholt unter den günstigsten Verhältnissen beobachtete und auf dunkle Flecke der bezeichneten Art besonders aufmerksam war. Hier scheint der Schluß gerechtfertigt, daß das betreffende Objekt zu Gruithuisens und Mädlers Zeit nicht in seiner gegenwärtigen Gestalt vorhanden war.

Fig. 43.

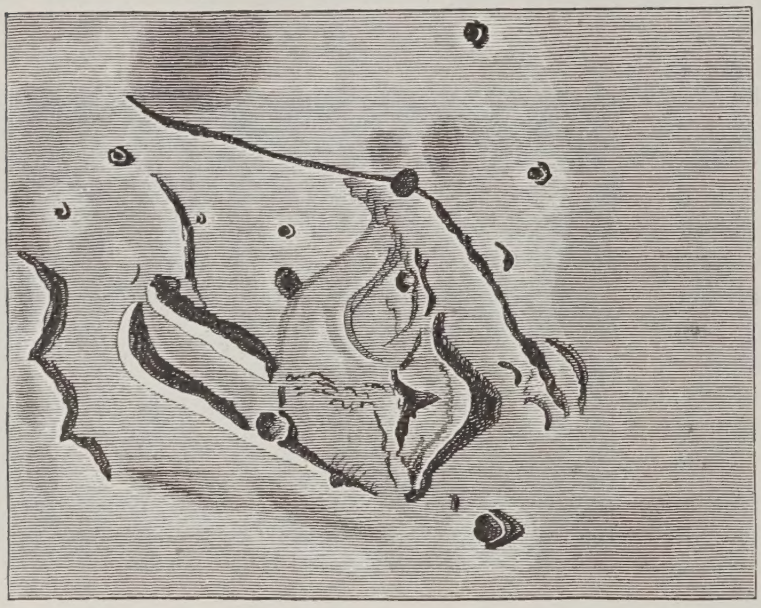


Hyginus N. Dieses Objekt ist eine kraterförmige Vertiefung ohne äußern Wall mit einer flachen, südlichen Verlängerung, an deren Ende sich ein zweiter sehr kleiner Krater befindet. Weder Schröter, noch Gruithuisen, Mädler, Lohrmann, Schwabe, Schmidt oder Neison haben dieses Objekt vor 1877 jemals gesehen; erst am 19. Mai 1877 stellte es sich mir als überaus augenfälliger, schwarzer Krater dar, den ich, infolge genauer Kenntnis dieser Mondregion, sofort für neu erkannte. Meine Behauptung dieser Neubildung hat zuerst langen und heftigen Widerspruch erfahren; dies hatte indessen wissenschaftlich den Nutzen, daß die Frage von den besten Kennern des Mondes genauer diskutiert wurde. Neison und Schmidt haben aus ihren Beobachtungsjournalen erwiesen, daß sie bis zum Jahre 1876 die betreffende Mondregion häufig beobachteten und zum Teil auch zeichneten unter Beleuchtungsverhältnissen, bei denen gegenwärtig N äußerst augenfällig ist, ohne doch von diesem eine Spur zu sehen. Erst nachdem sie durch mich von dem Auftauchen dieses neuen Objektes benachrichtigt worden, fanden sie dasselbe und beobachteten es anhaltend[1]). Bei zunehmendem Monde wird N sichtbar, sobald die Licht-

[1]) Neison, Der Mond. Deutsche Ausgabe. Anhang, S. 417.

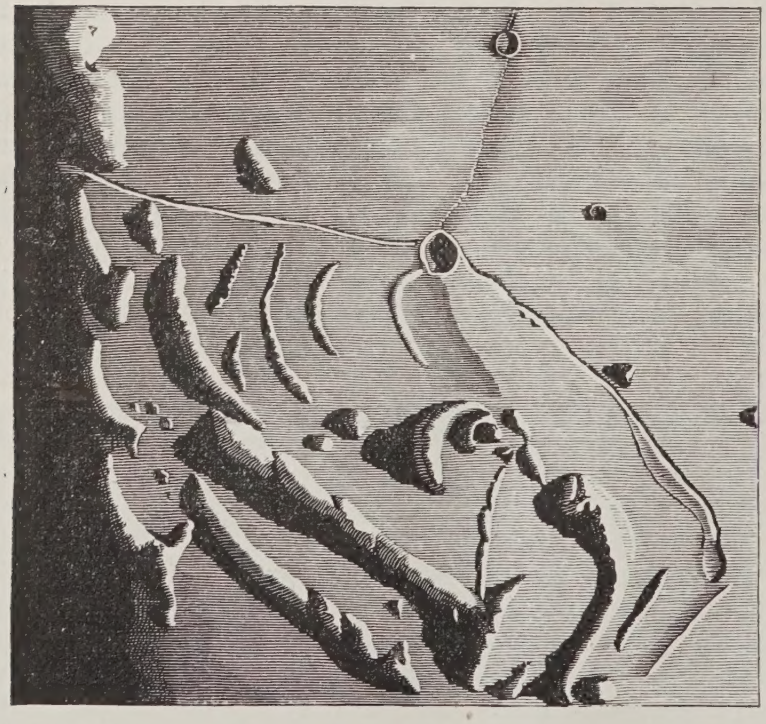
grenze darüber hinwegschreitet, und es bleibt das augenfälligste Objekt in dieser Gegend, bis die Lichtgrenze über Triesnecker hinaus ist. Während dieser Zeit kann man bei guter Luft an dem Krater und in seiner Umgebung eine Menge Details erkennen, darunter mehrere Rillen, sowohl östlich als westlich von demselben.

Fig. 44.



Der Krater N beim Hyginus und seine Umgebung bei aufgehender Sonne, gezeichnet am 28. April 1879 von Edmund Neison.

Fig. 45.



Die Umgebung des Kraters N beim Hyginus bei untergehender Sonne, gezeichnet am 17. Oktober 1878 von Henry Pratt.

Schreitet die Lichtgrenze weiter östlich, so bleibt N als dunkler, sofort in die Augen fallender Fleck noch sichtbar, wenn Eratosthenes bereits aus der Mondnacht herausgekommen ist. Rückt die Lichtgrenze noch weiter, erreicht also die Sonnenhöhe über dem Krater mehr als 17°, so bleicht der dunkle Fleck ab, und wenn die Phase in 20° ö. L. liegt (die Sonnenhöhe über N 26° beträgt), ist nichts mehr davon zu sehen. Das Objekt ist also dann am deutlichsten und tritt jedesmal beträchtlich hervor, wenn die Lichtgrenze in seiner Nähe liegt, d. h. zu der Zeit, wo man überhaupt jene Region vorzugsweise beobachtet. Nach den Untersuchungen von Schmidt, womit meine eigenen Wahrnehmungen durchaus übereinstimmen, war N bis September 1881 merklich weniger augenfällig als 1877[1]); ich finde auch die Verlängerung gegen Süden länger als ehemals, ebenso rechts und links von derselben schwache Hügelzüge, die ich 1877 nicht gesehen habe. Dagegen erschien N am 29. Oktober 1881 gegen alle Erwartung wieder so augenfällig und im Innern schattenschwarz,

[1]) Sirius, 1882, S. 1 u. ff.

wie ich seit Jahren nicht gesehen; auch der südliche Fleck erschien größer als früher. Die Lichtgrenze ging über den Westwall des Triesnecker. Auch am 28. November 1881 zeigte sich das Centrum von N schattenschwarz.

Östlich von N erstreckt sich ein großes Thal, das von einem schneckenförmig gewundenen Berge südwärts ausläuft und, gegen Ost umwendend, in der Richtung zu dem Krater Hyginus hin abflacht und verschwindet. Auch dieses Thal findet sich bei keinem frühern Mondbeobachter, und dieselben Gründe, welche für die Neubildung von N sprechen, finden sich auch dafür, daß jenes Rillenthal seit Gruithuisens und Mädlers Zeit wenigstens eine bedeutende Umgestaltung erlitten hat. Am 28. November 1824 hat Gruithuisen eine prächtige Zeichnung der Gegend zwischen dem Schneckenberge und dem Krater Hyginus b ausgeführt[1]). Auf dieser Zeichnung befinden sich feine Rillen, und Gruithuisen hebt ausdrücklich hervor, „daß diese Gegend heute besonders heiter war, beweisen die zwei in der Mitte des Kärtchens bezeichneten feinsten Circellchen, die ich mich nie erinnere gesehen zu haben. Die große Grube (Hyginus) in Schröters Rille scheint heute mit aller Bestimmtheit nicht in Verbindung mit der Rille selbst zu stehen, und sie ist ein bloßes Loch ohne Wall". Man ersieht hieraus, daß die Zeichnung selbst für feine Objekte ein wichtiges Dokument ist. Das breite, augenfällige Rillenthal aber fehlt auf ihr. Es fehlt auch auf Mädlers Spezialkarte, bei Lohrmann und selbst auf Schmidts großer Mondkarte. Letzterer hat es erst seit 1877 erkannt und wurde ebenfalls überzeugt, daß sich gegen früher eine Änderung dort vollzogen haben müsse.

Hyginus N'. Östlich neben Hyginus ist am 12. April 1894 von J. N. Krieger in Triest eine kraterförmige Vertiefung entdeckt worden, die unzweifelhaft als Neubildung angesehen werden muß, da sie sonst von den zahlreichen Beobachtern des Hyginus N früher hätte gesehen werden müssen. Krieger hat ihr die Bezeichnung N' beigelegt[2]). Die Lichtgrenze lag am Tage der Entdeckung beim Triesnecker, Aristillus und Autolycus.

Schmidt hat schon vor vielen Jahren auf eine Gegend in der Nähe des Aristarch aufmerksam gemacht, in welcher er im Mai 1862 ein System von Rillen und Kratern entdeckte, die keineswegs Minima der Sichtbarkeit sind, aber doch von keinem frühern Beobachter gesehen wurden. Schmidt hat selbst im Mai 1853 diese Gegend mit dem Berliner Refraktor betrachtet, aber nicht gezeichnet, und hält es für undenkbar, daß die fraglichen Rillen und Krater, falls vorhanden, ihm hätten entgehen können. Wahrscheinlich aber sind die in Rede stehenden Rillen, obgleich ansehnlich breit, doch wegen des Baues ihrer Ufer nur bei einem ganz bestimmten Stande der Sonne sehr kurze Zeit in gewissen Lunationen für uns sichtbar. Dafür würde z. B. eine Beobachtung von mir sprechen, in welcher bei sehr guter Luft und 300facher Vergrößerung die kleinen Krater auf dem Plateau nördlich vom Aristarch überraschend klar sichtbar waren und sich ein Lichtstreif an Stelle einer der Rillen gegen den von Schmidt gezeichneten und auch bei Mädler vorkommenden Krater südwestlich von Wollaston B hinzog.

Die Atmosphäre des Mondes. Direkte Beobachtungen zeigen keine Spur einer Lufthülle um den Mond und die Dämmerungserscheinungen, welche Schröter an den Hörnerspitzen der Mondsichel bemerkte und die er einer Atmosphäre des Mondes zuschrieb[3]), sind sicher ebensowohl gewöhnliche Reflexerscheinungen, die ohne atmosphärische Lichtzerstreuung entstehen, wie die Wahrnehmungen von J. Schmidt am Krater Bouſſingault[4]) und meine eigenen Beobachtungen über nicht absolut dunkle Schatten auf dem Monde. Schon 1784 hat Tobias Mayer den Nachweis geliefert, daß am Mondrande keine Licht-

[1]) Sirius, 1879, Tafel I, Fig. 3. — [2]) Sirius, 1896, S. 283. — [3]) Selenotopogr. Fragm. II, §. 960. — [4]) Erläuterungsband zu J. Schmidts Mondkarte, S. 110.

brechung stattfindet, indem die beiden Werte des Mondhalbmessers, wie sie aus direkten Messungen und aus der Dauer von Fixsternbeobachtungen folgen, innerhalb ihrer Fehlergrenzen übereinstimmen [1]). Bessel hat dieses Ergebnis sicherer begründet und dahin erweitert [2]), daß unter der höchsten überhaupt zulässigen Annahme über die Größe der Lichtbrechung am Mondrande und unter Voraussetzung einer Temperatur von 0° R. von der Mondoberfläche bis zu 8000 m Höhe die Dichtigkeit der Mondluft an der Oberfläche nur $^1/_{968}$ der Dichte unserer Luft betragen könne, falls sie qualitativ dieser gleich ist. Selbst wenn man mit E. Neison diesen Grenzwert auf $^1/_{200}$ erweitert [3]), bleibt das Ergebnis praktisch ungeändert, und hiermit stimmt die Thatsache überein, daß sowohl im Fernrohr wie im Spektroskop das Licht der Fixsterne, welche vom Monde bedeckt werden, momentan verschwindet. William Pickering behauptet [4]), zu Arequipa stets ein sehr schwaches Dämmerlicht in der Verlängerung der Spitzen der Mondsichel gesehen zu haben, welches eine Dichtigkeit der Mondluft anzeige, vergleichbar der Dichte unserer Atmosphäre in 40 engl. Meilen Höhe, eine Dichte, welche weit unter der von Bessel ermittelten Grenze bleibt. Selbst wenn diese und ähnliche Schlüsse W. Pickerings, die derselbe auf eine leichte Abplattung der Jupiterscheibe bei photographischer Aufnahme derselben dicht am Mondrande stützt, sicher begründet wären, so würde dadurch an dem früheren Ergebnisse, daß der Mond nicht von einer Lufthülle umgeben wird, welche auch nur entfernt der Erdatmosphäre vergleichbar ist, nichts geändert. Damit fällt auch die Annahme von tropfbarflüssigem Wasser für die Mondoberfläche fort, obgleich nicht ausgeschlossen ist, daß wegen der eigentümlichen Erwärmungsverhältnisse des Mondes in der Tiefe der großen Formationen derselben Feuchtigkeit in einem gewissen Zustande periodisch vorhanden sein könnte.

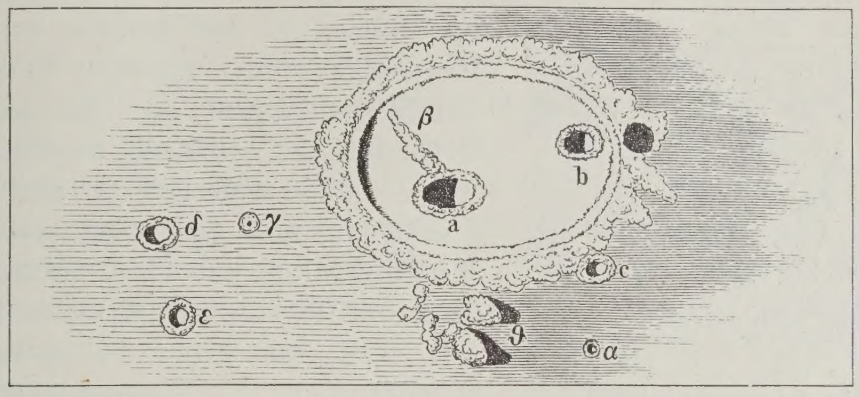
Mondkarten. Schon bald nachdem Galilei im Mai 1609 sein Fernrohr auf den Mond gerichtet hatte, dachte er daran, die gesehenen Flecke zeichnerisch wiederzugeben; allein seine Versuche sowie diejenigen von Scheiner, Schirläus und anderen mußten notwendigerweise äußerst unvollkommen sein. Genauer in jeder Beziehung war die Karte, welche der Danziger Bürgermeister Hevel nach seinen Beobachtungen entwarf [5]). Zwar gab er die Lage der Mondflecke nur nach dem Augenmaße an, allein infolge der großen Sorgfalt Hevels bezeichnet seine Arbeit einen wesentlichen Fortschritt. Eine spätere von Dominicus Cassini gezeichnete Mondkarte enthält wenig Detail, doch ist die Lage mehrerer Flecke durch Messung ermittelt und auf mittlere Libration reduziert. Tobias Mayer hat zahlreiche Beobachtungen behufs Herstellung einer größern Mondkarte angestellt, doch gelangte er nicht zu einer Veröffentlichung. In seinem Nachlasse fand sich eine $7^1/_2$zöllige Generalkarte des Mondes, welche später (1775) im 1. Bande von Mayers Opera inedita erschien. Sie ist auch im 1. Bande von Schröters selenotopographischen Fragmenten reproduziert. Die übrigen Handzeichnungen Mayers hat später

---

[1]) Kosmogr. Nachr. u. Samml. Nürnberg 1750. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 263. — [3]) Neison, Der Mond, deutsche Ausgabe, S. 15. — [4]) Ann. Harvard Coll. Obs., Vol. 32, Part I, 1895. — [5]) Selenographia s. descriptio Lunae et maculorum ejusdem. Gadani 1647.

Klinkerfues veröffentlicht mit einer größern Generalkarte, die aber nicht wesentlich mehr Detail enthält als Mayers kleinere Karte des Mondes. Ein

Fig. 46.



Vorzug der Arbeit Mayers ist, daß er alle Hauptpunkte durch Messungen festlegte. Schröter in Lilienthal beobachtete den Mond viele Jahre hindurch zuerst an einem 7füßigen, dann an einem 13füßigen Spiegelteleskop und stellte die Ergebnisse seiner Untersuchungen in dem zweibändigen Werke „Selenotopographische Fragmente" zusammen. Schröter war ein vortrefflicher Beobachter, aber seine Mondunterſuchungen waren unsystematisch, seine Darlegungen sind äußerst weitschweifig und die Abbildungen überaus roh. Als Probe stehe hier seine Abbildung des Ringgebirges Cassini (Fig. 46) und als Gegensatz die Darstellung derselben Formation bei Mädler (Fig. 47), sowie die Darstellung des Doppelringgebirges Isidorus-Capella nach Schröter (Fig. 48) und Lohrmann (Fig. 49, a. f. S.). Dazu kommt, daß Schröters Spiegelteleskope keine scharfen Bilder lieferten, also nur wenig Detail zeigten, sie stehen in dieser Beziehung hinter einem dreizölligen Refraktor zurück. Endlich läßt sich aus seinen Beobachtungen ein vollständiges Bild der Mondscheibe nicht zusammenstellen. Nach ihm hat Gruithuisen viele Jahre den Mond meist mit kleinen Fraunhoferschen Achromaten durchmustert und besonders viele Rillen entdeckt. Seine Aufzeichnungen, die später ihrem wesentlichen Inhalte nach von mir publiziert

Fig. 47.

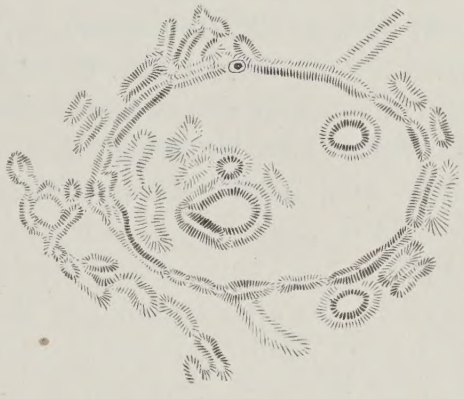
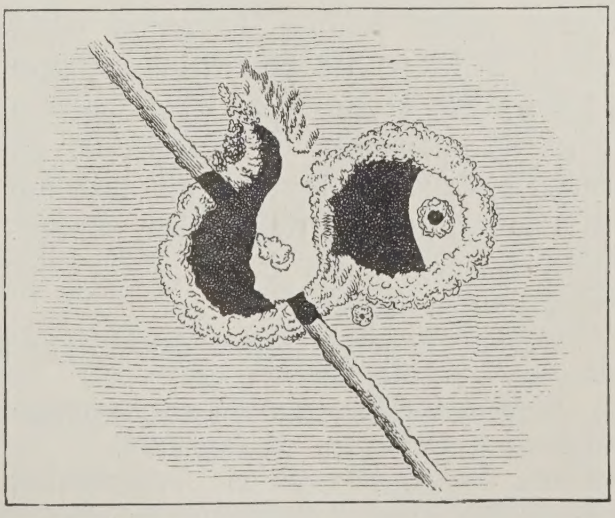
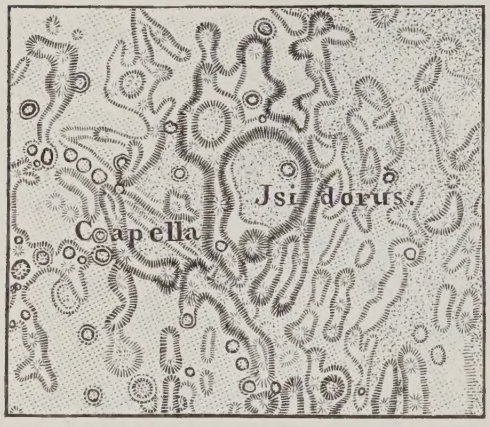


Fig. 48.



wurden[1]), sind in mancher Beziehung sehr wertvoll, allein sie sind auch systemlos und die Deutungen, die Gruithuisen dem Wahrgenommenen gab, zum Teil phantastisch. W. G. Lohrmann in Dresden war der Erste, welcher es unternahm, eine den Anforderungen der modernen Wissenschaft entsprechende Mondkarte, auf eigenen systematischen Ortsbestimmungen der Mondflecke und Beobachtungen beruhend, herzustellen. Im Jahre 1824 erschien eine Sektion dieses Werkes in vier Kartenblättern (Maßstab 1 : 3500000) und 1838 eine Generalkarte des Mondes in kleinerm Maßstabe. Der Rest der großen Lohrmannschen Mondkarte in 25 Sektionen und 2 Erläuterungstafeln mit kurzem Text von J. Schmidt ist erst 1878 erschienen[2]). Doch enthalten diese Sektionen trotz des großen Formats durchaus nicht mehr als auch die kleinere Generalkarte des Mondes von Lohrmann, ja auf letzterer sind noch mehrere Rillen eingetragen, die auf jenen fehlen. Im Jahre 1830 begann Mädler im Verein mit Beer eine völlig selbständige Darstellung der Mondoberfläche, und als Ergebnis ihrer fünf Jahre dauernden Arbeit erschien eine Darstellung der Mondoberfläche in vier Blättern im Maßstabe von 1 : 3500000 unter dem Titel „Mappa Selenographica“ und später als erläuternder Text das Werk „Der Mond nach seinen kosmischen und individuellen Verhältnissen“, welches von dauerndem Werte ist. Die Karte ist, wie diejenige Lohrmanns, in orthographischer Projektion entworfen und stellt die Mondgebirge nach der Lehmannschen Manier der geographischen Karten dar. Der Typus der Mondringgebirge ist bei Mädler sehr viel besser getroffen als auf der Lohrmannschen Karte, wo die Ringwälle zu breit erscheinen und nicht selten ein Zusammenhang der Ringformationen dargestellt ist, der wenigstens in dieser Form auf dem Monde nicht existiert. Lohrmanns Darstellung ist dagegen im Einzelnen gleichmäßiger als die Mappa Selenographica; letztere hat in manchen Teilen viel feineres Detail, in anderen Gegenden des Mondes fehlen dagegen bisweilen leichter sichtbare Objekte. Auch interpretierte Mädler das unmittelbar Gesehene nicht selten: ein schwaches Lichtfleckchen macht er zu einem Berge oder zu einem kleinen Krater. Bei Lohrmann ist automatisch wiedergegeben, wie sich der Gegenstand zeigte, ohne weitere Diskussion. Natürlich gilt dies nur von solchen Objekten, die minimal sind und gelegentlich eingetragen wurden. Im allgemeinen wird man der Mappa Selenographica indessen den Vorrang vor Lohrmanns Karte nicht streitig machen können.

Fig. 49.



Auf Mädlers Arbeiten fußend hat E. Neison[3]) eine Mondkarte nebst

[1]) Wochenschrift f. Astronomie, 1879 bis 1881. — [2]) Mondkarte von Wilhelm Gotthelf Lohrmann. Leipzig 1878. — [3]) The Moon. London 1876. Deutsch: Neison, Der Mond und die Beschaffenheit seiner Oberfläche. Mit Atlas von 26 Karten und 5 Tafeln in Farbendruck. Braunschweig, Friedr. Vieweg & Sohn, 1878.

Beschreibung des Mondes veröffentlicht. Diese Karte in 26 für den Gebrauch sehr bequemen Sektionen enthält sämtliche Formationen der Mädlerschen Karte, außerdem eine große Anzahl kleiner Krater und viele neue Rillen. Doch sind letztere durchweg nur schematisch nach ihrem Verlauf gezeichnet, wobei die Angaben von J. Schmidt[1]) zu Grunde gelegt wurden und mancherlei Irrtümer mit unterliefen. Für Mondbeobachter sind die Karten in Neisons Werk ihres bequemen Formats halber von größtem Werte.

Die „Karte der Gebirge des Mondes" von J. Schmidt[2]) ist gegenwärtig die größte und inhaltreichste Mondkarte. Sie besteht aus 25 Sektionen (wie die Lohrmannsche Karte, welche für die Positionen und allgemeinen Umrisse der Formationen zur Grundlage diente), die zusammengesetzt einem Monddurchmesser von 2 m entsprechen. Die Zeichnungen zu diesem Riesenwerke wurden von J. Schmidt in den Jahren 1840 bis 1874 mit verschiedenen Instrumenten (von 3 bis 6 Zoll Öffnung) und an verschiedenen Orten erlangt. Die Karte stellt nur Formen dar (wie bei Mädler und Lohrmann) und nimmt auf die Beleuchtung keine Rücksicht, sie berücksichtigt auch das Kolorit der Mondfläche nur soweit als nötig erschien, um den allgemeinen Charakter hinsichtlich des Hellen und Dunkeln zur Anschauung zu bringen. Die ganze Karte enthält etwa 33000 Krater, vielleicht ebenso viele Berge und gegen 300 Rillen. Die Herausgabe der Karte und eines Textbandes erfolgte auf Kosten der preußischen Regierung und wurden die Handzeichnungen Schmidts im Großen Generalstabe zu Berlin auf photographische Platten übertragen und 1876 bis 1877 heliotypisch vervielfältigt.

Photographische Aufnahmen der Mondoberfläche. Schon gleich nachdem Daguerre sein photographisches Verfahren erfunden hatte, machte er auf Aragos Vorschlag den Versuch einer Mondaufnahme, doch ohne Erfolg. Erst J. W. Draper gelang es 1840 mit einem Reflektor nach 20^m Exposition photographische Mondbilder zu erhalten, die einiges Detail zeigten, und noch etwas erfolgreicher waren die Versuche von Bond (1850) am 14zölligen Refraktor zu Cambridge. Indessen konnte von einem wissenschaftlichen Werte dieser Aufnahme keine Rede sein und erst Warren de la Rue gelang es nach vieljährigen Bemühungen mittels des nassen Kollodiumverfahrens Mondbilder zu erzeugen, die einigen Ansprüchen genügten. M. L. Rutherfurd wandte zuerst ein für die chemischen Strahlen achromatisiertes Objektiv von 290 mm Öffnung bei seinen Mondaufnahmen an und ihm gelang es endlich, in der letzten Hälfte der sechziger Jahre, Darstellungen der Mondoberfläche zu erhalten, welche zu wissenschaftlichen Untersuchungen benutzt werden können. Fast gleichzeitig beschäftigte sich H. Draper mit photographischen Mondaufnahmen, wobei er sich eines versilberten Glasspiegels bediente und zu Resultaten gelangte, die denjenigen Rutherfurds gleichwertig sind. Fortschritte auf diesem Gebiete konnten erst nach Herstellung größerer Instrumente erreicht werden. Der große Lick-Refraktor war der erste, mit welchem an dem auf 8 Zoll abgeblendeten photographischen Objektiv von

[1]) Schmidt, Über Rillen auf dem Monde. Leipzig. — [2]) Berlin 1878.

15 m Brennweite Mondnegative (von 140 mm Durchmesser) erhalten wurden, die mäßige Vergrößerungen gestatten und als Grundlage zu selenographischen Studien dienen können[1]).

Diese Aufnahmen, welche fortgesetzt werden, bilden die Grundlage eines photographischen Mondatlas (Observatory Atlas of the Moon), welcher von Seiten der Lick-Sternwarte herausgegeben wird. Derselbe hat den gleichen Maßstab wie die Mondkarten von Lohrmann und Mädler. Der Vergleich mit diesen Karten zeigt, daß der tektonische Aufbau und Zusammenhang der großen Mondformationen erst durch die Photographie zur richtigen und klaren Darstellung gelangt ist. Die Details der Bergumwallungen und die Größenverhältnisse der Krater werden von den Mondphotographieen in einer Weise dargestellt, die wenig zu wünschen übrig läßt, aber in Bezug auf das kleinste Detail stehen dieselben den Karten nach. Selbst in denjenigen Gegenden, welche der Lichtgrenze nahe liegen, ist auf den Photographieen der Reichtum an Kratern geringer als man vermuten sollte, was wahrscheinlich mit der auch dort merklichen Verschwommenheit der Darstellung zusammenhängt. Aus diesem Grunde erscheinen auch die Rillen auf den Photographieen wenig zahlreich und stets verwaschen.

Eine zweite photographische Mondkarte wird von der Pariser Sternwarte herausgegeben[2]). Dieselbe beruht auf den Mondaufnahmen am 28zölligen Aequatorial coudé dieser Sternwarte. Die Vergrößerung der Original-Negative ist 14- bis 15fach, entsprechend einem Durchmesser der Mondscheibe von 2,4 bis 2,58 m. Die Vergrößerung ist verschieden, je nach der Beschaffenheit der dargestellten Mondgegenden. Das Korn der Platten ist offenbar feiner als auf den amerikanischen Clichés, daher die Darstellung reicher und die Ausführung der Karte in Photoheliogravüre stempelt sie auch äußerlich zu einem kostbaren Werke von dauerndem Werte. Eine genaue Untersuchung der Mondphotographieen bezüglich der Größe der kleinsten auf denselben noch enthaltenen Details ist von W. Prinz ausgeführt worden[3]), wobei sich ergab, daß die besten Lickplatten Gegenstände von nicht unter 2300 m Durchmesser darstellen, die Pariser Platten solche bis zu 2000 m. Wenn man es vorzieht, statt dieser Zahlen zum Vergleich irdische Gegenstände herbeizuführen, so ist daran zu erinnern, daß jene Photographieen bequem den Kilauea auf Hawaii und den neuen Krakatau zeigen könnten und die Konturen einer Stadt wie Brüssel auf den Pariser Negativen nur ein Pünktchen bilden würden, nicht größer als der Punkt auf dem i. Sonach reichen auch die besten Photographieen nicht sehr weit in das Detail der Mondoberfläche, ja ein 4zölliger Refraktor übertrifft sie in dieser Beziehung erheblich. Ihr Hauptwert besteht in der treuen und vollständigen Darstellung der gröbern Details und in dieser Beziehung bilden sie Dokumente von unschätzbarem Werte.

Der Gedanke, diese Photographieen als allgemeine Unterlage zu benutzen und das an einem starken Refraktor unter guten Luftverhältnissen sichtbare

---

[1]) Publ. Astr. Soc. of the Pacific I, p. 125; III, p. 249; Observatory XVII, p. 142. — [2]) Atlas photographique de la Lune publié par l'observat. de Paris exécuté par M. Loewy et P. Puiseux, Paris. — [3]) Ciel et Terre, 1894, 2, Nr. 19, p. 449.

Detail in dieselben einzutragen, ist geeignet, in seiner Ausführung einen höchst bedeutenden Fortschritt der Selenographie herbeizuführen. Diese wichtige Arbeit hat J. N. Krieger unternommen und die Publikation derselben in einem „Mond-Atlas, entworfen nach den Beobachtungen an der Pia-Sternwarte in Triest“ [1]), begonnen. Die Zeichnungen sind in dem Maßstabe von 1 : 1000000 wiedergegeben, also beinahe im doppelten Maßstabe der Schmidtschen Mondkarte und nahezu im $1^1/_2$fachen der Pariser Karte. Der Kriegersche Mondatlas wird in seiner Vollendung die weitaus detailreichste Darstellung der Mondoberfläche gewähren und für alle Zeiten ein unschätzbares Dokument für Fragen etwaiger Veränderungen auf der Mondoberfläche bleiben. Die Möglichkeit, ein so großes Unternehmen auszuführen, wie dieser Mondatlas darstellt, ist nur durch die Unterlage gegeben, welche die Mondphotographieen ihm verleihen, anderenfalls würde es die Kräfte und die Lebensdauer eines Menschen weit überschreiten.

Temperaturverhältnisse des Mondes. Schon der Sanskritname des Mondes beweist, daß man seit den ältesten Zeiten sein Licht für gänzlich wärmefrei ansah. Bei Plutarch heißt es dagegen seltsam genug in dem Gespräch über das Gesicht im Monde, daß das Sonnenlicht, wenn es vom Monde zu uns gelangt, fast alle Wärme verliere, während Macrobius wieder dem Monde jede Wärme abspricht. Tschirnhausens und Lahires große Brennspiegel haben keine Spur der Wirkung des konzentrierten Mondlichts auf empfindliche Lufthermometer gezeigt; vielmehr wies erst 1846 Melloni nach, daß unter Benutzung einer großen Zonenlinse von 1 m Durchmesser die Nadel des thermoelektrischen Apparats Ausschläge von 3° bis 4° im Sinne einer Wärmezunahme zeigte. Diesen und den Beobachtungen über die Mondstrahlung von Piazzi Smyth auf der Guajaraspitze (Teneriffa) folgten die vielfachen genauen Untersuchungen von Lord Rosse, die bis 1869 zurückreichen [2]) und den Nachweis lieferten, daß wegen der Veränderungen in der Intensität der Wärmestrahlung mit der Mondphase diese Wärmestrahlung des Mondes nicht aus dem Innern desselben, sondern von der Sonne stammt. Bei der totalen Mondfinsternis vom 4. Oktober 1884 zeigte sich ferner das unerwartete Resultat, daß nach der Verfinsterung die Mondwärme nicht mehr die frühere Höhe erreichte und dies wurde bei der Mondfinsternis am 28. Januar 1888 bestätigt. Während des Vorrückens des Halbschattens auf der Mondscheibe erfolgte die Abnahme der Mondwärme entschieden schneller als die des Lichts, aber das Wärmeminimum trat nach Mitte der Finsternis ein, kurz vor Ende der Totalität, und betrug 0,4 bis 1 Proz. der Vollmondwärme. Aus den Beobachtungen schließt Lord Rosse, daß der vom Vollmonde der Erde zugestrahlte Wärmebetrag nahezu gleich ist demjenigen, welchen eine Kugel von gleicher Größe und Entfernung wie der Mond aussenden würde, die eine konstante Temperatur von 110° C. besitzt [3]). Theoretische Untersuchungen über die Temperatur des Mondes hat Ferrel an-

---

[1]) Leipzig, E. H. Mayer. — [2]) Transact. Royal. Dublin Soc., Ser. 2, Vol. III, IV. — [3]) Reison, a. a. O., S. 26.

gestellt [1]). Er gelangte zu dem Ergebnisse, daß die Temperatur des mittleren Teils der Mondscheibe bei Vollmond 101° C. nicht überschreiten könne, daß dagegen die mittlere Minimaltemperatur nicht tiefer als — 79° C. liege, doch kann besonders letzterer nur als ein Mittelwert angesehen werden, der von der wirklichen Temperatur zu einer bestimmten Zeit wesentlich abweichen dürfte. Diesen mehr oder weniger hypothetischen Angaben reihen sich die systematischen und höchst feinen Untersuchungen an, welche Frank W. Very mittels des Bolometers angestellt hat [2]) und die das Problem in einer Weise behandeln, welche strengen Anforderungen der Wissenschaft entspricht. Sie umfassen nicht nur die Strahlung des Mondes, sondern auch die Veränderungen der Temperatur seiner Oberfläche unter dem Einfluß der Sonnenerwärmung und der Ausstrahlung in der langen Mondnacht und geben zum erstenmale wissenschaftlich vertretbare Werte für die Grenzen, innerhalb deren die Wärme an der Mondoberfläche schwankt. Auf Grund seiner Untersuchungen giebt Frank Very die folgende Tabelle der Temperaturen der äquatorialen Mondoberfläche in Graden des hundertteiligen Thermometers vom absoluten Nullpunkte an gerechnet, für die verschiedenen Einfallswinkel i der Sonnenstrahlen:

i	Temperatur		i	Temperatur	
	vormittags	nachmittags		vormittags	nachmittags
0°	454°	454°	50°	365°	400°
10°	453°	453°	60°	331°	365°
20°	447°	450°	70°	292°	318°
30°	430°	440°	80°	227°	240°
40°	400°	424°	90°	0°	75°

Aus dieser Tabelle ergiebt sich, daß die Temperatur des Mondbodens 24^h vor Sonnenuntergang bereits auf den Gefrierpunkt des Wassers heruntersinkt. Dabei kommen wahrscheinlich lokale Abweichungen vor, indessen sind dieselben gering, doch findet in den Regionen der Mondpole eine etwas stärkere Strahlung statt als in den übrigen Randteilen. Dies ist zweifellos der längern Bestrahlung der Mondpole durch die Sonne zuzuschreiben, da dort für gewisse Bergerhebungen die Sonne niemals verschwindet, außer bei totalen Finsternissen. Vom Aufgange der Sonne bis zu deren Kulmination bleibt die Ausstrahlung des Mondes etwas unter der Einstrahlung, später ist sie zunächst etwas größer, dann aber geringer, wie sich aus der obigen Tabelle ergiebt. In der langen Mondnacht muß die Temperatur der Oberfläche unseres Trabanten sicherlich bis zu 100°, ja bis auf 50° über den absoluten Nullpunkt herabgehen. Die mittlere eigene Ausstrahlung des Mondes auf seiner Tagesseite ist nicht viel verschieden von derjenigen einer gleich großen geschwärzten Kupferkugel von 383° Temperatur über dem absoluten Nullpunkte. Hiernach kann es keinem Zweifel unterliegen, daß auf dem größten Teile der Mondoberfläche die

[1]) Professional papers of the Signal Service XIII, p. 1585. — [2]) Astrophys. Journal, Vol. VIII, p. 199, 265.

Gesteinsmassen infolge der Bestrahlung durch die Sonne während des Mondtages bis zu Temperaturen erhitzt werden, welche die des siedenden Wassers übersteigen, dagegen schon vor Sonnenuntergang auf den Gefrierpunkt des Wassers und in der Mondnacht bis 150° oder selbst 250° unter denselben erkalten.

Selenologie. Die frühesten Versuche einer genetischen Deutung der Oberflächenformen des Mondes treffen wir bei Schröter[1]). Sie kennzeichnen nicht nur den Zustand der Selenographie im vorletzten Jahrzehnt des achtzehnten Jahrhunderts, sondern mehr noch den damaligen Jugendzustand der Geologie. Schröter ließ sich von einigen Ringgebirgen Modelle machen und fand durch Wägung, daß das Volumen des Ringwalls dem Volumen des Kraters sehr nahe gleich sei, woraus er den Schluß zog, daß die Ringgebirge durch gewaltsamen Auswurf aus den Kratern und letztere nicht durch Einsturz oder Einsenkung, sondern durch Eruption entstanden seien[2]). Genauere und umfassendere Untersuchungen über das Verhältnis des Wallvolumens zu dem Rauminhalt der Kratervertiefungen hat 1890 Dr. H. Ebert veröffentlicht[3]). Bezeichnet d den Durchmesser, i die mittlere Tiefe der Ringgebirge, so schwankt $\frac{d}{i}$ zwischen 7 und 70, so daß auch die tiefsten Ringgebirge nur als flache Teller erscheinen. Bei den großen Formationen dieser Art würde man, auf dem Walle stehend, infolge der Krümmung der Mondoberfläche den gegenüberliegenden Teil des Walls nicht sehen können. Von einer äußern Ähnlichkeit mit irdischen Vulkanen kann daher keine Rede sein. Dagegen fand Ebert eine Abhängigkeit des Verhältnisses $d:i$ von der absoluten Größe des Durchmessers, indem mit Abnahme des letzteren eine zunehmende Tiefe parallel geht. Doch findet ein ziemlich ausgesprochener Sprung statt, wenn man von den kleinen Ringgebirgen zu den mittleren übergeht. „Diese Inkonstanz von $i:d$ ist deshalb so auffallend, weil man aus der regelmäßigen Kreisgestalt, die alle Ringgebirge in ihrer Begrenzung aufweisen, zu schließen geneigt ist, daß sie auch im übrigen Baue einander ähnlich sein müssen. Daß dies nicht der Fall ist, zeigt, daß die Prozesse, welche sich bei der Bildung der Ringgebirge abspielten, nicht genau dieselben bei den großen Gebilden wie bei den kleinen waren, daß sie bei Hervorbringung der großen nicht einfach nur in größerm Maßstabe sich abgespielt haben, sondern daß dabei Erscheinungen mit eingriffen, welche unabhängig waren von jenen Bedingungen, die hier ein großes, dort ein kleines Ringgebirge gestalteten."

Diese Thatsache scheint genügend zu sein, um die Hypothese zu entkräften, nach welcher die Ringgebirge große Eruptionstrichter vulkanischer Kraftäußerungen sein sollen, die entweder momentan bei einem einzigen Ausbruche oder allmählich das Material an den Rändern ihrer Austrittsöffnung fortschleuderten und um dieselbe als Wall sich anhäufen ließen. Hiernach müßten die weitesten Trichter zugleich die relativ tiefsten sein; das Umgekehrte findet aber auf der Mondoberfläche thatsächlich statt.

Die Mondringgebirge sind also nicht Nachahmungen desselben Modells

---

[1]) Selenotopographische Fragmente, Bd. 1, Abteilung 5. — [2]) A. a. O., S. 619. — [3]) Vergl. Sirius, 1891, S. 7 u. ff.

in verschiedenen Größen, sondern ihre allgemeine Form ändert sich mit dem absoluten Werte des Durchmessers, sie werden um so flacher, je größer der Durchmesser ist.

Die größeren Ringgebirge sind im allgemeinen absolut die tieferen, diejenigen von über 90 km Durchmesser haben im Mittel die gleiche innere Tiefe von etwa 3,5 km. Etwas Ähnliches gilt für die Beziehungen der äußern Höhe des Walls über dem mittlern Niveau der Umgebung, dieselben wachsen mit dem Durchmesser allein von $d = 90$ km an, nähern sie sich asymptotisch dem Mittelwerte 1,0 bis 1,5. Auch hier markiert sich neben dieser obern Grenze $d = 90$ eine untere bei $d = 28$ km. Auffallend ist, daß unter den mittleren Ringgebirgen eine ganze Reihe aus der ziemlich engen Gruppierung der übrigen nach unten heraustreten und trotz ihrer mittelgroßen Durchmesser auffallend geringe äußere Höhen aufweisen. Bei dem Vergleiche zeigt sich, daß dies sämtlich Ringgebirge sind, welche in Mareflächen liegen (Marius, Taruntius, Aristarch, Plinius), so daß es scheint, als ob diese Formationen einer nachträglichen, teilweisen Überdeckung ihres Fußes anheimgefallen seien.

Die Höhe h der Centralkegel erreicht nie die Höhe der Wallgipfel; im Mittel ist $\frac{i}{h} = 2{,}87$, im Maximum $= 9{,}37$ (Geminus), im Minimum $= 1{,}46$ (Alphonsus). Im Walter, Alphonsus, Arzachel, Cyrillus, Moretus und Tycho ragt der Centralgipfel über das äußere Niveau des Mondbodens empor, bei den (13) anderen Ringgebirgen, über welche Angaben vorliegen, bleibt er unter demselben. Das Verhältnis K des Volumens der Vertiefung zu dem Volumen des Walls kann alle positiven Zahlenwerte von $+\infty$ bis 0, außerdem aber auch negative Werte annehmen. Die oroplastische Bedeutung der Charakteristik K ist folgende:

$K = \infty$: einfache, wallose Einsenkung (als Beispiele können mehrere Mare der Eifel gelten);
$K > 1$: die Eintiefung überwiegt den Inhalt des über das mittlere Niveau emporgehobenen Materials;
$K = 1$: normales Ringgebirge;
$K < 1$ aber > 0: der Wallinhalt überwiegt;
$K = 0$: Bergkranz;
$K < 0$: der innere Boden liegt über dem Niveau der Umgebung; ausgefüllte Ringgebirge. (Beispiele: Ringgebirge Wargentin und fast alle irdischen Vulkane.)

Als normal betrachtet Ebert ein Ringgebirge, wenn $K = 1$, also das Volumen der über dem mittlern Niveau befindlichen Teile gleich dem Volumen der Vertiefung ist, welche unter dem Niveau im Innern frei geblieben. Von diesem Idealtypus ausgehend und $K - 1 = \varepsilon$ setzend, zeigt ein negatives ε an, wievielmal die Vertiefung die normale um den Wallinhalt übertrifft, ein positives, wievielmal das Wallvolumen in der Vertiefung des Ringgebirges aufgenommen ist; so bezeichnet der absolute Wert von ε in beiden Fällen den Grad der Abweichung der gegebenen Formation von dem idealen Typus der Ringgebirgsform.

Eine Durchsicht der von Ebert für ε erhaltenen Zahlen lehrt:

Der ideale Fall $K = 1$, also $\varepsilon = 0$, ist auf der Mondoberfläche durchaus nicht der herrschende, sondern es kommen sowohl positive, wie negative Werte von ε vor.

Die Eintiefung überwiegt; von den 92 Ringgebirgen liefern nur 28 positive, dagegen 64 negative ε.

Ein Vergleich der Größen ε und d zeigt weiter:

Ringgebirge mit positivem ε kommen vorwiegend nur unter den kleinen Ringgebirgen vor; hier stehen 13 Formen mit positivem ε gegen 10 mit negativem; unter den mittleren Ringgebirgen haben 34 positives, und nur 19 negatives ε, bei den großen Ringgebirgen und Wallebenen endlich haben 15 Formen positives und nur eine Form ein negatives ε. Je größer also der Durchmesser eines Ringgebirges ist, um so mehr überwiegt die innere Vertiefung das Volumen des Walls.

Durch Angabe von ε wird der topographische Charakter einer Ringgebirgsformation genau genug fixiert, um über deren Art ein gewisses Urteil fällen zu können. So betrachtet Ebert schon das bloße Auftreten negativer Werte von ε als schwerwiegenden Einwurf gegen die Hypothese, welche die unwallten Ringgebirge als Fallspuren kosmischen Materials deutet. Anderseits hat diese Hypothese in den Versuchen von K. L. und E. Althans[1]), Meydenbauer[2]) und H. Alsdorf[3]) eine Stütze gefunden, der nur der Nachweis fehlt, daß die experimentellen Ergebnisse auch im luftleeren Raume eintreten würden. Auch A. Gilbert kommt[4]) zu dem Ergebnisse, daß die Krater und Maren des Mondes durch große Meteore, welche auf die Oberfläche unserer Satelliten herabstürzten, entstanden seien. Nasmyth und Carpenter[5]) erklären dagegen die Mondkrater trotz mancher sehr wesentlicher Abweichungen von den irdischen Feuerbergen für echt vulkanisch und Prof. Philips nennt den Mond geradezu ein großes phlegräisches Feld. Loewy und Puiseux haben in den Begleittexten zu den großen Pariser Mondphotographieen eine Reihe von Thatsachen hervorgehoben, mit denen jede Hypothese über die Bildungsweise der Mondoberfläche sich abzufinden hat und kommen zu dem Ergebnisse, daß nur eine vulkanische Theorie dieser zu genügen vermöge.

Nach Prinz[6]) sind die großen Krater Einsturz- und Senkungsbecken, die sich mit Lavaergüssen füllten und auf allen Seiten von parasitischen Kratern und großen Rissen durchbrochen wurden. Sie kommen so dem Typus der Vulkane von Hawaii nahe, wie schon Dana behauptet hat. Das Centralgebirge in einigen läßt sich mit irdischen Centralvulkanen vergleichen; der Wall ringsum ist durch Überguß vulkanischer Massen entstanden, die in den peripherischen Rissen um das Einsturzbecken einen leichten Austritt fanden. Die Mare entstanden durch Senkung zu einer Zeit, wo die Erkaltung des

---

[1]) Gaea, 1895, S. 7, 87. — [2]) Sirius, 1877, S. 180; 1882, S. 59. — [3]) Gaea, 1897, S. 35, 105, 139. — [4]) Bull. Phil. Soc. of Washington 1893, II, p. 241. — [5]) Nasmyth und Carpenter, Der Mond. Deutsche Ausgabe. — [6]) Revue de l'Université de Bruxelles, Tome IV, 1898—1899; ferner Ciel et Terre, 1893 et 1897.

Mondes schon weit vorgeschritten war; die Einfassungen der Mare sind in erhöhter Lage stehen gebliebene kontinentale Sockel. Die sechseckige Gestalt vieler Mondkrater spricht sehr für diese vulkanische Einsturzhypothese, denn Prinz hat den experimentellen Nachweis erbracht, der von Alsdorf bestätigt wurde, daß der Umriß eines Einsturzbeckens normaler Weise sechseckig sein muß. Die bei manchen Formationen in der Mitte radial, am Rande peripherisch auftretenden Risse sprechen ebenfalls zu Gunsten dieser Hypothese, denn bei Senkungsgebieten auf der Erde und beim Experiment zeigt sich die gleiche Erscheinung. Prinz hat auch eine auffällige Ähnlichkeit zwischen den Rissen, die beim Experimente durch Druck auf eine breite Oberfläche entstehen, und den Streifensystemen des Mondes nachgewiesen. Nach ihm ist am Orte eines Streifensystems die Mondkruste durch innere Massen gesprengt worden, die beim Übergang aus dem flüssigen Zustande in den festen ein größeres Volumen annahmen.

Dieser vulkanischen Einsturzhypothese, wie sie Prinz aufgestellt hat, hat sich neuerdings auch Alsdorf[1]) angeschlossen, nachdem er erkannt hatte, daß die Aufsturzexperimente auch eine glückliche Anwendung auf Einsturzbildungen zulassen. Bei seinen Mondbeobachtungen legt er hauptsächlich Gewicht auf die Aufdeckung von Beziehungen und Gesetzen, denen die Gebilde der Mondoberfläche in Lage und Gestalt unterliegen. Er macht auf merkwürdige geometrische Anordnungen auf der Mondoberfläche aufmerksam (Parallelismus zwischen den einzelnen Seiten verschiedener Krater und zwischen Kraterseiten und geradlinigen Reliefzügen, häufiger vorkommende Neigung bei dunkeln Flecken und hellen Streifensystemen zu dreieckiger Gestalt, Besonderheiten im polygonalen Umriß der Krater, wie die zwischen Dreieck und Sechseck etwa die Mitte haltende Gestalt des Godin u. s. w.) und sucht in Natur- und Experimentalbildungen nach analogen Erscheinungen, die zu einer Erklärung verhelfen könnten. Auf alle Fälle verdienstlich ist, daß Alsdorf mit Nachdruck für eine Selenographie eintritt, die vergleichend zu Werke geht, wie solche seit Mädler erst wieder von Prinz begonnen wurde, und die sich nicht auf das bloße Einzeichnen neuer Krater und Rillen beschränkt.

Mars.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Newcomb): $a = 1{,}5236914$; $e = 0{,}0933574 + 0{,}000000906$; $\pi = 334^\circ\ 13'\ 7{,}1'' + 66{,}244''$; $\Omega = 48^\circ\ 47'\ 9{,}3'' + 27{,}768''$; $i = 1^\circ\ 51'\ 1{,}3'' - 0{,}022''$; $\mu = 1886{,}51831''$; säkulare Veränderung der hundertjährigen mittleren Bewegung $= + 0{,}169''$; Masse $= 1 : 3093500$ der Sonnenmasse; scheinbarer Durchmesser in der Entfernung $1 = 9{,}35''$ (nach E. Hartwig); Rotationsdauer $24^h\ 37^m\ 22{,}655^s$ (nach Wislicenus).

Mars ist durch sein rötliches Licht schon dem unbewaffneten Auge auffallend. In seiner größten Erdnähe übertrifft er an Helligkeit Jupiter, fällt

[1]) Sirius, 1898, S. 177, 267; 1899, S. 76, 170.

seine Opposition dagegen mit dem Perihel der Erde zusammen, so gleicht er an Glanz etwa dem Sirius[1]). Die gesamten meßbaren Lichtschwankungen des Mars umfassen nach G. Müller etwa $4^1/_2$ Größenklassen. Die umfangreichsten Messungen der Helligkeit des Mars sind 1877 bis 1889 in Potsdam angestellt worden[2]) und sie zeigen, daß die Helligkeitsänderungen sehr nahe den Phasenänderungen proportional sind. Die Größe des beleuchteten Teils der Marsscheibe ändert sich nicht sehr bedeutend, da der größte Phasenwinkel 50° nicht übersteigt. Die Albedo des Mars ist nächst der des Mondes und des Merkur die kleinste unter allen Himmelskörpern, sie beträgt nach G. Müller 0,293 und dieses verhältnismäßig geringe Reflexionsvermögen dürfte nach demselben Beobachter hauptsächlich darin begründet sein, daß die Sonnenstrahlen die nicht sehr dichte Atmosphäre des Planeten leicht durchdringen und erst von der festen Oberfläche zurückgeworfen werden.

Das Spektrum des Mars ist schon früher von Rutherfurd, Huggins, Secchi und Vogel beobachtet worden[3]); genauere Untersuchungen hat aber erst die Spektralphotographie ermöglicht. In Potsdam wurde das Spektrum 1892 und 1894 an drei Abenden photographiert[4]). Es konnten zwischen den Linien K und F 75 Linien mit solchen des Sonnenspektrums identifiziert werden und es war auf dieser Strecke keinerlei Abweichung vom Sonnenspektrum zu erkennen. Campbell hat 1894 unter sehr günstigen Umständen das Spektrum des Mars mit demjenigen des Mondes verglichen[5]), der in gleicher Höhe stand und keinen Unterschied zwischen beiden wahrnehmen können; besonders zeigte sich nichts, was auf Anwesenheit von Wasserdampf in der Marsatmosphäre deutete, überhaupt ist Campbell durch diese Beobachtungen zu der Überzeugung gekommen, daß eine Marsatmosphäre, welche nur ein Viertel der absorbierenden Wirkung der unsrigen ausübt, seiner Wahrnehmung nicht hätte entgehen können. Prof. Vogel hat, hierdurch angeregt, im November 1894 das Marsspektrum nochmals sorgsam auf Wasserdampflinien geprüft[6]). Er fand die Liniengruppen δ und α sehr deutlich in demselben, aber schwach im Mondspektrum, und ebenso haben Beobachtungen von Scheiner und Wilsing ergeben, daß die tellurischen Linien im Marsspektrum deutlicher hervortraten als im Spektrum des etwas tiefer stehenden Mondes. Große Unterschiede sind natürlich überhaupt nicht zu erwarten. Vogel bemerkt, daß nach einer Mitteilung von Huggins dieser nach seinen Aufnahmen 1894 nur geringe Zweifel hegt an dem Vorhandensein eines Absorptionsbandes im Marsspektrum zwischen $\lambda = 5860$ und $\lambda = 5840$, welches als tellurische Liniengruppe nicht bekannt ist. Die Sichtbarkeit dieses Bandes ist Veränderungen unterworfen, die nach Huggins vom Zustande der Marsatmosphäre abhängen.

Für die teleskopische Betrachtung gehört Mars zu den interessantesten und dankbarsten Planeten. Zwar übertrifft er im Durchmesser nur etwa

---

[1]) Müller, Photometrie der Gestirne, S. 369. — [2]) A. a. O., S. 370. — [3]) Vogel, Spektra der Planeten, 1874, S. 19. — [4]) Vogel in den Sitzungsber. d. Kgl. Pr. Akademie, 1895, II. — [5]) Publ. Astr. Soc. of the Pacific, Vol. 6, Nr. 37, p. 228. — [6]) Sitzungsber. d. Kgl. Preuß. Ak., 1895, II.

zweimal den Mond und ist also beträchtlich kleiner als unsere Erde; allein da er uns zu gewissen Zeiten außerordentlich nahe kommt und dann außerdem seine vollerleuchtete Scheibe der Erde zuwendet, so lassen selbst kleine Teleskope eine Menge Detail auf seiner Oberfläche unterscheiden. In der That haben schon Beer und Mädler 1830, als Mars bei seiner damaligen Opposition der Erde sehr nahe kam, mit einem Fernrohre von 44‴ Öffnung eine sehr interessante Weltkarte dieses Planeten aufzunehmen vermocht.

Wenn Mars der Sonne gegenüber in Opposition steht und also um Mitternacht im Süden glänzt, so kann er sich der Erde bis auf $7^1/_3$ Millionen Meilen nähern. Diese größte Annäherung zur Zeit der Opposition ist jedoch sehr selten, denn sie erfordert, daß gleichzeitig Mars in seiner Sonnennähe und die Erde in ihrer Sonnenferne sich befinde. Bei den meisten Oppositionen bleibt Mars weiter von uns entfernt, im Mittel 10 Millionen Meilen; in den ungünstigsten Oppositionen steigt die Entfernung sogar auf $13^1/_2$ Millionen Meilen. Für physische Beobachtungen der Marsoberfläche ist es daher nicht gleichgültig, in welcher Opposition man den Planeten untersucht. Während in günstigeren Oppositionen schon ein kleineres Fernrohr genügt, um zahlreiche Flecke der Oberfläche des Mars zu erkennen, wird man in ungünstigen selbst von der optischen Kraft eines großen Instrumentes nur wenig hoffen dürfen. Bei der Opposition von 1837 blieb die kleinste Entfernung des Mars von uns $13^1/_2$ Millionen Meilen, und damals vermochte auch der Berliner Refraktor von 9″ Öffnung bei weitem nicht so viel Detail der Oberfläche des Planeten zu zeigen, als sieben Jahre früher das kleine Instrument Mädlers.

Eine der günstigsten Oppositionen trat im September 1877 ein. Mars näherte sich damals der Erde bis auf $7^1/_2$ Millionen Meilen, und dadurch wurde es möglich, am 26zölligen Refraktor von Washington auch zwei Monde des Planeten zu entdecken, welche der Wahrnehmung bis dahin entgangen waren.

1. Die Phasen. Die Phasen des Mars sind nicht sehr bemerkenswert und der Planet erscheint im Fernrohre höchstens oval. Zur Zeit der Opposition erscheint er bei 90- bis 140maliger Vergrößerung im Durchmesser so groß wie der Mond dem bloßen Auge, und man könnte ihn diesem vergleichen, wenn letzterer sich durch dicken, roten Nebel darstellt. Pastorff meinte in dem dunkeln Teile der Phase eine Phosphorescenz wahrzunehmen, doch scheint dies nur eine Täuschung gewesen zu sein.

2. Die dunkeln Flecke. In der Erdnähe des Mars erkennt man schon mit kleinen Instrumenten auf seiner Scheibe hellere und dunklere Flecke, jene rötlich, diese dunkelgrau oder nach Secchi bläulich. Dunkle Flecke auf der Marsscheibe wurden zuerst von Fontana 1636 und 1638 vermutet [1]), sicher sah er wenigstens die Phase des Planeten; wirkliche Flecke auf der Marsscheibe unterschied erst Huygens und gab eine Zeichnung derselben vom 28. November 1659 [2]). Dominicus Cassini sah diese Flecke zu Bologna

[1]) Novae coelestium terrestriumque rerum observationes. Neapoli 1655. — [2]) Terby Aréographie, 1875, p. 8.

1666 genauer und schloß aus ihrer Fortbewegung über die Scheibe des Mars auf die Rotation des letztern um seine Achse [1]). Fast gleichzeitig (im März 1666) sah auch Hooke zu London Flecke und erkannte die Umdrehung des Mars [2]). Genauere Beobachtungen stellte erst W. Herschel in den Jahren 1777, 1779, 1781 und 1783 an und schloß daraus auf eine Rotationsdauer des Mars von $24^h\ 39^m\ 22^s$ [3]). Etwas später beschäftigte sich auch H. Schröter mit dem Mars. Seine Beobachtungen von 1785 bis 1803, welche eine große Menge von Zeichnungen der Marsscheibe lieferten, sind jedoch erst lange nach seinem Tode erschienen [4]) und bilden unstreitig den wertvollsten Beitrag zur Kenntnis der Marsoberfläche vor dem Beginn der Arbeiten Mädlers. Alle diese Zeichnungen beweisen, daß die dunkeln Marsflecke im großen und ganzen unverändert bleiben. Abweichungen sind auf die Ungleichheit der angewandten Instrumente, die verschiedene Geschicklichkeit der Beobachter im Zeichnen, auf die Lage der Achse des Planeten und auf veränderliche Durchsichtigkeit seiner Atmosphäre zurückzuführen. Die in der neuesten Zeit erkannten wirklichen Veränderungen der dunkeln Flecke konnten an den früheren Instrumenten nicht sicher gesehen werden. Übrigens sind nicht beide Hemisphären des Mars für uns gleich gut sichtbar, denn in den günstigsten Lagen zur Zeit der Erdnähe wendet er uns seinen Südpol zu, und noch Jahrtausende hindurch bleibt Mars, wenn sein Nordpol der Erde zugewandt ist, weiter als 10 Millionen Meilen von uns entfernt. Die erste wirkliche Karte der Marsoberfläche entwarfen Beer und Mädler auf Grund ihrer Beobachtungen in den Jahren 1830 bis 1837 [5]). In dieser Karte sind die hauptsächlichsten dunkeln Flecke nach areographischen Längen und Breiten, jedoch lediglich nach dem Augenmaße eingetragen und durch Buchstaben bezeichnet. Als Anfangspunkt für die Zählung der Längengrade wählten sie einen gut sichtbaren, rundlichen, dunkeln Fleck und dieser Anfangspunkt ist auch später beibehalten worden. Für die Umdrehungsdauer erhielten sie als wahrscheinlichsten Wert $24^h\ 37^m\ 23{,}7^s$. Nach Mädler haben bis anfangs der siebziger Jahre zahlreiche Beobachter sich an der Zeichnung der Marsflecke versucht, besonders Secchi [6]), Kaiser [7]) und andere, doch wurde ein wesentlicher Fortschritt von ihnen nicht erzielt. Proctor hat alles Wahrgenommene zu einer Übersichtskarte des Mars verarbeitet, und den einzelnen Oberflächenteilen besondere Namen erteilt (Fig. 50, a. f. S.). Diese Karte mag den Standpunkt der Areographie um 1870 bezeichnen; sie hat nur einen sehr beschränkten historischen Wert.

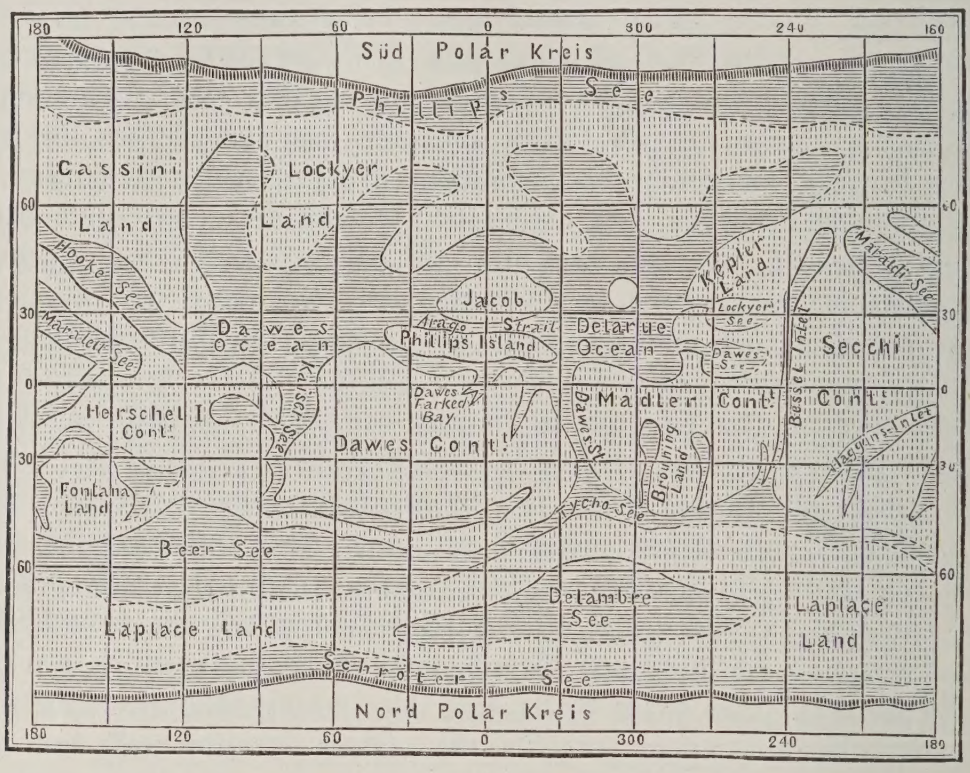
Terby hat sich in einer großen Abhandlung [8]) ausführlich mit sämtlichen bis 1874 angestellten Beobachtungen der dunkeln Flecke des Mars beschäftigt. Er bezeichnet diese Flecke mit denjenigen Namen, welche ihnen Proctor gegeben hat.

---

[1]) Martis circa proprium axem revolubilis observationes. Bologna 1666. — [2]) Philos. Transactions, Vol. I. — [3]) Ibid., Vol. LXXI, Part. I, p. 115; Vol. LXXIV, Part. II, p. 233. — [4]) Areographische Beiträge von Dr. H. Schröter mit 16 Kupfertafeln. Herausgegeben von H. G. Van de Sande Bakhuyzen. Leyden 1881. — [5]) Beiträge zur Kenntnis der himmlischen Körper des Sonnensystems. Weimar 1841. — [6]) Memorie dell' Osservat. del Colleg. Romano. Roma 1859; dito, N. S., Vol. II, 1863. — [7]) Annalen der Sternwarte zu Leiden, Bd. 3. Haag 1872. — [8]) Mémoires de l'Academie royale des Sciences de Belgique, 1875, Tom. XXXIX.

Am deutlichsten stellt sich in kleinen Fernrohren auf dem Mars der Dawes-Ocean mit dem nördlich davon auslaufenden Meer von Kaiser dar. Die Engländer nennen diese Partie Stundenglas- oder Sanduhr-See, wegen der Ähnlichkeit der äußern Form, und es ist interessant, daran zu erinnern, daß gerade diese See

Fig. 50.



wegen ihrer leichten Sichtbarkeit am häufigsten dazu gedient hat, die Umdrehungsdauer des Mars zu bestimmen. Das Meer von Kaiser verlängert sich im nördlichen Teile durch einen schmalen, gegen Ost gerichteten Arm, der den Namen Nasmith-Passage erhalten hat. Von dem Dawes-Oceane erstrecken sich zwei tief eingeschnittene Buchten gegen Süd, welchen Proctor die Bezeichnung Meer von Zöllner und Meer von Lambert beilegte. Sie sind im allgemeinen leicht zu sehen, wie Terby aus der Zusammenstellung aller früheren Beobachtungen nachgewiesen hat. Schmidt in Athen, der eine sehr instruktive Zeichnung dieser Region des Mars gegeben (Fig. 51), läßt das Meer von Zöllner sich bis zu dem dunkeln Flecken erstrecken, der den Südpol des Mars umgiebt, und damit stimmt auch eine Zeichnung von Kaiser überein. Im Jahre 1858 hat Secchi diese Regionen beobachtet, zur Zeit, als sie der Erde gut sichtbar sein konnten. Er fand von den Meeren Zöllners und Lamberts gleichwohl keine Spur. Dieselben waren seiner Meinung nach durch Bewölkung der Marsatmosphäre dem Anblicke entzogen, vielleicht auch teilweise mit Eis und Schnee bedeckt. Damals hatte der Südpol seinen Winter gehabt, und die Atmosphäre dort war aller Wahrscheinlichkeit nach von Schneewolken erfüllt. Als dieselbe Region 1864 im Sommer stand, stellte sie sich dagegen den Beobachtern sehr klar und deutlich dar, wie die Zeichnungen von Kaiser, Dawes und anderen beweisen.

Fig. 51.

Bisweilen bemerkt man, daß das Meer von Kaiser, statt in der schmalen Nasmith-Passage gegen Ost umzuwenden, sich gegen Westen hin ausdehnt. So zeigen

dies z. B. die Zeichnungen von W. Herschel, Schröter, Arago und einige von Mädler. Anfangs könnte dieser Umstand auffallend erscheinen, aber Terby weist darauf hin, daß die Karte Proctors sofort die Erklärung liefere. Man erkennt auf derselben, daß der schmal auslaufende Teil des Meeres von Kaiser sich zuerst etwas gegen Westen wendet, ehe er seine entschieden östliche Richtung einschlägt. In weniger kraftvollen Instrumenten kann gelegentlich dieser letztere Arm (die Nasmyth-Passage) unsichtbar sein, während im Westen eine Verbindung mit dem südlichen Teile des Beer-See zu bestehen scheint.

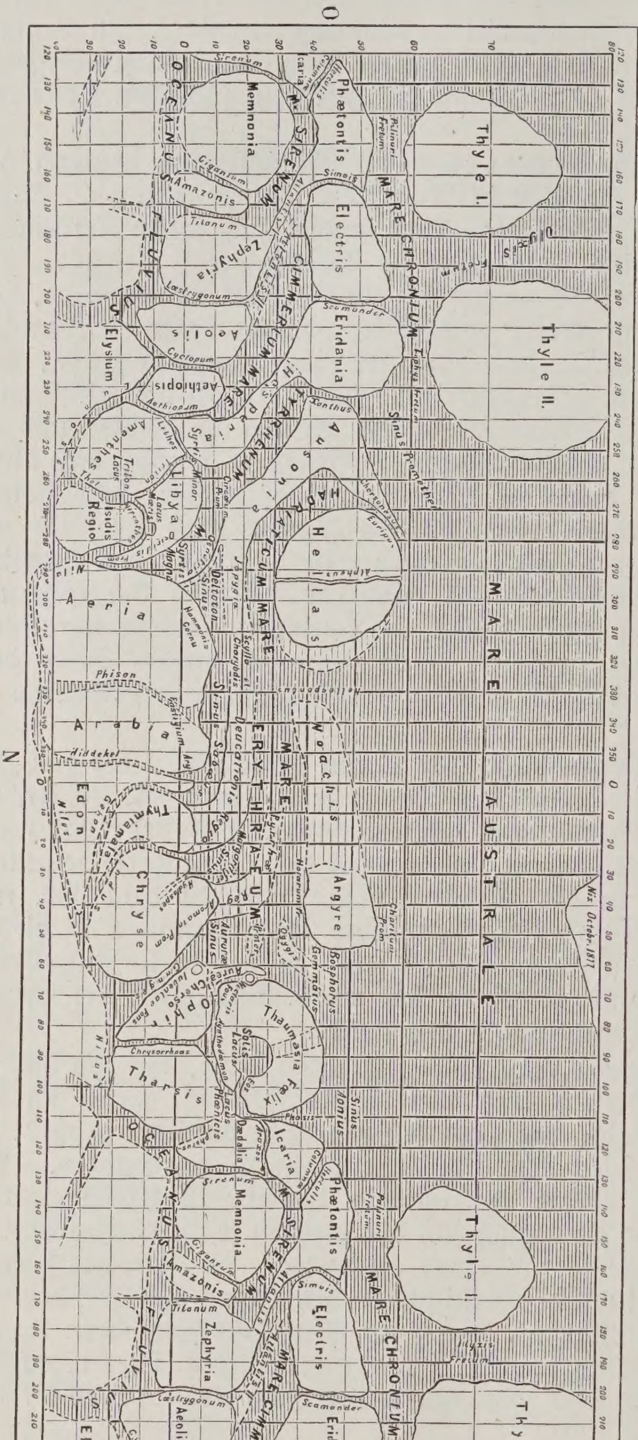
Der Dawes-Ocean erscheint auf Proctors Karte als insellos; dennoch hat man schon früher helle Punkte und Streifen in demselben wahrgenommen. Schon in den Zeichnungen Mädlers aus dem Jahre 1841 finden sich solche Teilungen, und Secchi hat 1858 wiederholt feine helle Züge im Dawes-Ocean gesehen. Bei Gelegenheit der Marsopposition vor 1873 machte Knobel darauf aufmerksam, daß besonders im Dawes-Ocean und dem Meere von Kaiser, da wo beide miteinander in Verbindung stehen, dunklere Stellen, und darunter eine besonders große, von nahezu dreieckiger Gestalt vorkommen. Im Jahre 1869 hat Burton am 31. Januar mit dem Riesenteleskop Rosses die bezeichnete dunkle Region beobachtet und in derselben eine große Menge dunkler Punkte erkannt, woraus er schloß, daß überhaupt die Dunkelheit dieses Bezirks durch die Vereinigung zahlreicher, sehr kleiner dunkler Punkte hervorgerufen werde. Diese dunkeln Punkte habe ich 1877 am 24. Oktober abends $10^1/_4$ Uhr mittlerer Zeit von Köln mit überraschender Deutlichkeit wahrgenommen. Die Luft war damals gut, und bei 300facher Vergrößerung stellt sich der Dawes-Ocean nicht homogen schwarz, sondern in seinem nördlichen Teile deutlich gesprenkelt mit einer größern, vorwiegend schwarzen Stelle dar. Dieser Bezirk wird also unter günstigen Umständen durch kräftige Instrumente in besondere Partieen zerlegt.

Ein Gegenstück zum Dawes-Ocean bildet der Ocean de la Rue, der zur Zeit wenn der Südpol des Mars sich beträchtlich der Erde zuneigt, einen schönen Anblick gewährt, in ungünstigen Lagen dagegen zeigt er sich nur wenig. Schröter hat zuerst die charakteristische Form dieses Flecks erkannt und auf der bekannten Karte des Mars von Beer und Mädler liegt er in der Südhemisphäre zwischen dem 300. und 360. Längengrade. Schon 1852, besser aber 1864, erkannte Dawes mitten in diesem Ocean einen nahezu runden, hellen Fleck. Östlich setzt sich der de la Rue-Ocean durch einen schmalen Kanal fort und erweitert sich zur Lockyer-See, die bereits Mädler 1830 sah und auf seiner Karte mit *d* bezeichnete.

Gegen Westen sendet der Dawes-Ocean einen schmalen Arm, der den Namen Hooke-See führt. Nördlich von diesem und weit besser sichtbar, zieht sich das Maraldi-Meer durch 120 Längengrade. Es zeigt sich als recht dunkler, großer, die Scheibe des Mars durchsetzender Fleck schon in sehr mäßigen Fernrohren. Der schmale Landstrich, welcher beide Meere voneinander trennt, ist jedoch ziemlich schwierig zu sehen und wurde in der That auch von den meisten früheren Beobachtern nicht wahrgenommen, die beide Meere als eines zeichneten. Die hieraus hervorgehende dunkle Zone bedeckt die südliche Hemisphäre des Mars und erscheint je nach der Neigung der Achse dieses Planeten gegen die Erde bald am obern Rande, bald mehr gegen die Mitte der Scheibe hin. Wie den Dawes-Ocean, so hat Huygens auch das Maraldi-Meer, und zwar am 1. Dezember 1659 abends $6^1/_2$ Uhr zuerst gesehen.

Der de la Rue-Ocean steht durch die Dawes-Straße mit der Tycho-See in Verbindung, eine lange, schmale, dunkle Ader, die Airy-Meer im Osten mit dem Beer-See im Westen verbindet. Diese bereits ziemlich hoch auf der nördlichen Hemisphäre des Mars liegenden Flächenteile kommen uns überhaupt nicht so gut zu Gesicht wie die südlichen, ferner erleiden sie durch ihre Lage beträchtliche optische Veränderungen. Daneben müssen aber auch physische Veränderungen, hervorgerufen durch den Einfluß der Jahreszeiten des Mars, angenommen werden, und wahrscheinlich sind diese Meeresteile zu gewissen Zeiten mit Eis bedeckt und von Nebeln überlagert.

Diese vorstehenden Ausführungen kennzeichnen den Stand der Areographie vor der Erdnähe des Mars im Herbst 1877, mit welcher die Beobachtungen Schiaparellis beginnen, die eine völlig neue Ära der Marsuntersuchung eröffneten[1]). Das von Schiaparelli benutzte Instrument war ein 8zölliger Merzscher Refraktor, die angewandte Vergrößerung 322fach und nur in den Monaten Januar bis März 1878, als Mars sich schon wieder beträchtlich von der Erde entfernt hatte, wurde eine 468fache Vergrößerung benutzt.



Schiaparellis erste Karte der Marsoberfläche (1877).
Fig. 52.

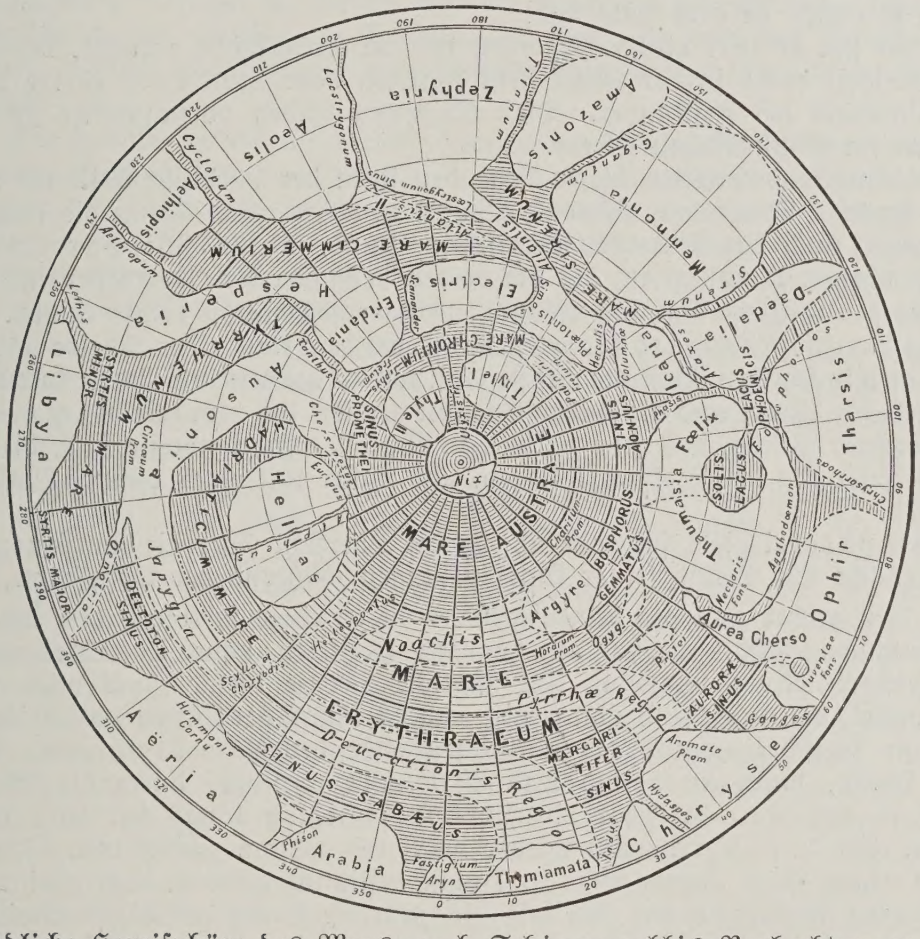
Die meisten Darstellungen der Marsoberfläche (vor allem Proctors Karte) waren Zusammenstellungen von einzelnen Beobachtungen, die nur schwer untereinander vergleichbar erscheinen. Demgegenüber ist das Verfahren, durch welches Prof. Schiaparelli zu seiner ersten Karte des Mars (Fig. 52 und Fig. 53) gelangte, völlig exakt. Zuerst bestimmte er die Richtung der Umdrehungsachse und die Lage der südlichen Polarkalotte, und hierauf durch Mikrometermessungen die Lage von 62 Normalpunkten nach Länge und Breite auf der Marskugel. Als Ausgangspunkt der Länge wählte Schiaparelli den 1830 von Mädler zu demselben Zwecke genommenen Punkt, den dieser jedoch mit seinem Instrumente nur unvollkommen sehen konnte. Er ist die Spitze einer Landzunge, welche in einen Meerbusen vorspringt, der von Schiaparelli den Namen Sinus Sabaeus erhalten hat. Nachdem die Normalpunkte festgelegt waren, wurden Zeichnungen des übrigen Details angefertigt, und zwar zwei verschiedene Arten. Die einen (31) stellen die ganze Scheibe des Planeten vor, die anderen (100) sind nur Skizzen einzelner Teile der Scheibe. „Es kam“, sagt Schiaparelli, „wiederholt vor, daß

[1]) Osservazioni astronomiche e fisiche sull' asse di rotazione e sulla topografia del pianeta Marte. Reale Accademia dei Lincei. Roma 1878.

in Momenten außergewöhnlicher teleskopischer Klarheit plötzlich sehr kleines Detail sichtbar wurde, das nicht auf der Generalzeichnung desselben Abends enthalten war, oder auch, daß gewisse Korrektionen früherer Zeichnungen sich als nötig erwiesen. In solchen Fällen hütete ich mich wohl, die kostbare Zeit damit zu verlieren, die ganze Scheibe von neuem zu zeichnen, sondern beschränkte meine Skizze auf die speciellen Gegenstände, um die es sich handelte. Die Genauigkeit des Details und die Ähnlichkeit der Formen wurde allein ins Auge gefaßt, ohne daß ich mich ebensosehr um die genaue Wiedergabe der Größenverhältnisse kümmerte."

Die größte Annäherung des Mars an die Erde fand statt am 5. September 1877, und der scheinbare Durchmesser seiner Scheibe betrug damals 25″; im März des folgenden Jahres war er auf 6″ herabgesunken, entsprechend der größern Entfernung, die Mars zu dieser Zeit wieder erreicht hatte. Die besten Beobachtungen

Fig. 53.



Die südliche Hemisphäre des Mars, nach Schiaparellis Beobachtungen 1877.

wurden aber keineswegs anfangs September erhalten, sondern im Laufe des Oktober, als die seltene Ruhe und Reinheit der Luft eine volle Ausnutzung der optischen Kraft des Fernrohrs gestattete. Die Untersuchungen konnten sogar mit Erfolg bis zum März fortgesetzt werden, weil in der Zwischenzeit der Planet in dem Teile seiner Oberfläche zwischen dem Äquator und dem 40. Grade nördlicher Breite sehr frei von Wolken blieb.

Schiaparelli bemerkte auf Grund dieser Erfahrungen, daß man von zukünftigen Beobachtungen selbst dann noch wertvolle Beiträge zur Topographie des Mars erwarten dürfe, wenn sich dieser Planet auch nicht in der größten Erdnähe befinde, was sich späterhin bestätigt hat.

Auf der frühern Karte Proctors hat dieser den einzelnen Oberflächenteilen des Mars die Namen berühmter Astronomen beigelegt, und dieses System der Be-

nennung ist auch von Terby beibehalten worden. Prof. Schiaparelli hat dasselbe jedoch nicht adoptiert, weil die Proctorsche Karte durch seine Beobachtungen eine völlige Umänderung erlitt. So sind z. B. die vier großen Marskontinente, welche auf der Proctorschen Karte figurieren, durch die Beobachtungen Schiaparellis 1877 in eine Menge Inseln zerlegt worden, während die früheren Beobachter die Kanäle nicht zu sehen vermochten, welche jene Kontinente durchziehen. Anderseits sind auch die Konturen verschiedener Meere wesentlich verändert worden. Nach Schiaparellis seitdem allgemein adoptierter Nomenklatur werden die einzelnen Teile der Marsoberfläche mit geographischen, historischen und mythologischen Namen bezeichnet. Die erste Karte Schiaparellis reicht, entsprechend der Richtung der Marsachse, vom Südpol nur bis 40° n. Br., da die noch mehr nordwärts liegenden Regionen 1877 unsichtbar blieben.

Als Schiaparelli die Farben der dunkeln Flecke oder Meere prüfte, fand er diese Färbung um so intensiver, je näher die Meere dem Äquator lagen, und um so heller, je näher sie dem Pole sind.

Ferner hat er 1877 einige Regionen der Marsoberfläche entdeckt, deren Farbe oder Dunkelheit etwa in der Mitte steht zwischen dem Dunkel der Meere und dem Hell-Rötlich-Gelb der Festländer. Diese Regionen bilden vorzugsweise Inseln und Halbinseln im Erythräischen Meere.

Die bemerkenswertesten dieser Gegenden sind: der nördliche Teil von Ausonia, Noachis, Pyrrha, Deucalion, Proteus, Ogygis und Atlantis. Wenn die lange Halbinsel Hesperia nahe der Mitte der Marsscheibe stand, sah sie Schiaparelli stets als ununterbrochenen Landstreifen, der die beiden benachbarten Meere deutlich trennte, doch zeigte der mittlere Teil sich alsdann weniger hell als die beiden Enden. Sobald sie infolge der Umdrehung des Planeten sich jedoch dem Rande der Scheibe näherte, die Sehlinie also in schräger Richtung auf sie traf, wurde die centrale Partie so dunkel wie das umgebende Meer, und die beiden Endteile zeigten sich nun wie völlig abgetrennt. Der Beobachter glaubt, daß jene halbhellen Regionen Festlandteile sind, die um ein Geringes tiefer als der Seespiegel liegen, und daher mit einer dünnen Wasserschicht bedeckt sind.

Schiaparelli giebt folgende allgemeine Übersicht über die Konfiguration der Marsoberfläche auf Grund seiner Untersuchungen während der Opposition 1877:

1. Der größte Teil des Ländergebietes ist in einer fortlaufenden Äquatorialzone zusammengefaßt, welche den ganzen Planeten ohne Unterbrechung durch umfangreichere Meere umgiebt. Die südliche Grenze dieser Zone wird von der Linie gebildet, die ausgehend von Syrtis magna längs der Küsten von Äria, Arabia und Chryse fortschreitet und die nördlichen Ufer des Mare Erythraeum bis zum Ganges streift, dann an Cherso und Thaumasia vorüber, durch die Säulen des Herkules in das Mare Sirenum eintritt und schließlich längs der Ufer des Mare Cimerium und Mare Tyrrhenum wieder zu Syrtis magna zurückläuft. Die Grenze der Zone gegen Nord konnte zwar 1877 nicht bestimmt werden, doch scheint dieselbe nach früheren Beobachtungen sich fast bis zum 50. Grade nördlicher Breite zu erstrecken, wonach die Äquatorialländer in Bezug auf den Äquator keineswegs gleich verteilt und die beiden Polarmeere von sehr verschiedenen Größen sind.

2. In der südlichen Hemisphäre befinden sich andere Ländergebiete, welche in zwei mit den vorerwähnten Ländermassen parallele Zonen verteilt sind. Die eine in der gemäßigten Breite wird durch die Regionen Icaria, Phaetontis, Electris, Eridania, den Südteil von Ausonia, Hellas, Noachis, Argyre und Ogygis gebildet und umfaßt, mit einer einzigen beträchtlichen Unterbrechung beim 40. Längengrade, das Gebiet zwischen dem 40. und 60. Parallelkreise. Die zweite Zone nimmt nur 120 Längengrade ein und wird von den beiden Inseln Thyle mit einer Unterbrechung durch die Meerenge des Ulysses ausgefüllt. Von den vorhergehenden Ländergebieten ist sie durch das Mare Chronium getrennt.

3. Zwischen der Äquatorialzone und den gemäßigten südlichen Breitengraden läuft eine Reihe von inneren Meeren, unterbrochen durch lange kontinentale oder unter Wasser gesetzte Halbinseln, sämtlich mit einer Neigung in der Richtung von

Nordwest nach Südost. Es ist diese Thatsache eine der am meisten in die Augen fallenden Besonderheiten auf der Marskarte. Die inneren Meere sind Mare Adriaticum, Tyrrhenum, Cimerium, Sirenum, Lacus Solis, Lacus Phoenicis, Sinus Aurorae, Sinus Margaritifer und Sinus Sabaeus. Die Halbinseln, welche der nämlichen allgemeinen Richtung unterliegen, sind der mittlere und nördliche Teil von Ausonia, Hesperia, Atlantis I und II, dann nach Übergehung einer durch die Lage von Thaumasia veranlaßten Unregelmäßigkeit Aurea Cherso, Pyrrha und Deucalion. Alle diese Landzungen sind ganz oder zum Teil unter Wasser gesetzt, eine einzige Ausnahme hiervon bildet Atlantis I, und auch hier fehlt noch die genügende Feststellung. Bemerkenswert erscheint, daß die Richtung der Lage aller dieser Halbinseln genau jener entspricht, welche infolge der Rotation des Planeten in jenen Gegenden die Passatwinde und Strömungen einschlagen würden.

4. Da, wo die erwähnten Halbinseln sich an die zwei benachbarten Kontinentalzonen anschließen, werden sie seitlich begrenzt durch die Ausmündung weiter, jene Zonen durchziehender Kanäle, z. B. Deucalion begrenzt von den Kanälen Indus und Gehon, Pyrrha von Hydaspis und Ganges, Hesperia von den Flüssen Äthiopum und Lethes.

5. Die Kanäle, welche die beiden Hauptzonen durchlaufen, liegen zum großen Teile in der Richtung des Meridians, so daß im allgemeinen der Grundplan der Topographie des Mars den Typus eines Schachbrettes annimmt, wobei die Zonen nahezu nach Parallelkreisen liegen und von in Meridianrichtung laufenden Kanälen durchschnitten werden. Besonders eigentümlich ist die genau nach dem Meridian gerichtete Lage des Flusses Alpheus, der Hellas in zwei gleiche Hälften teilt.

6. Die Äquatorialzone ist ferner in zwei Gebiete eingeteilt mittels sehr langer in der Richtung des Parallelkreises sich hinziehender Kanäle. Dieselben sind Nilus, Oceanus und Eunostos, sie bilden einen vollkommenen Gürtel rings um die Planetenkugel.

Auf dem Mars existieren keine große zusammenhängende Kontinentalmassen, vielmehr ist dessen ganze trockene Oberfläche durch viele Kanäle in eine sehr große Anzahl von Inseln zerteilt. Dieses unerwartete, von den Zuständen auf der Erde so sehr verschiedene Verhältnis zwischen Wasser und Land tritt auf der Karte klar hervor. Die Breite der Teilungskanäle ist sehr verschieden; die feinsten und nur mit großer Schwierigkeit wahrnehmbaren Gebilde dieser Art messen wohl von Ufer zu Ufer nicht über 100 km und können mit der Meerenge von Malaka oder dem Golfe von Kalifornien verglichen werden. Sicher aber existieren noch viele andere, von denen man in den günstigsten Momenten eine Vermutung erhält, ohne ihre Existenz bestimmt erkennen zu können. Im Verlaufe der Beobachtungen kam es einige Male auf wenige Augenblicke vor, daß die Atmosphäre fast ganz ruhig und klar war. Dann schien es, als ob plötzlich ein Schleier von der Planetenscheibe weggenommen sei, und es zeigte sich diese wie eine verwickelte, mehrfarbige Stickerei. Aber stets waren die Einzelheiten so klein und so kurz der Moment dieses Zustandes, daß eine Vergewisserung und Wiedergabe des Gesehenen unmöglich erschien und nur der unbestimmte Eindruck eines dichten Netzes von dünnen Linien und kleinen Flecken in Erinnerung blieb. Etwas Ähnliches hat früher auch Secchi wahrgenommen.

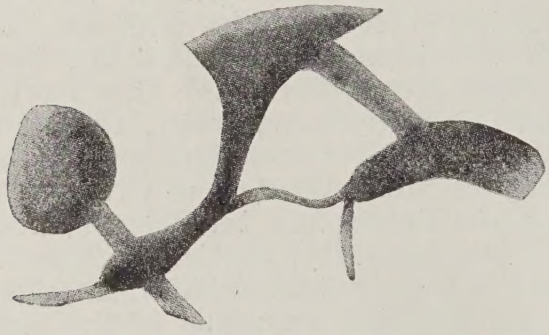
Schiaparelli hat 1877 auch Untersuchungen angestellt über die Grenzen der Sichtbarkeit von Gegenständen auf der Marsscheibe. Er findet, daß für sein Fernrohr unter günstigen atmosphärischen Verhältnissen und bei einem scheinbaren Durchmesser des Planeten von 25″ ein heller Fleck auf dunkelm Grunde oder ein dunkler auf heller Fläche, ohne große Schwierigkeit wahrgenommen werden kann, wenn sein Durchmesser $^1/_{50}$ vom Durchmesser des Mars, also 137 km beträgt. Sonach konnten auf dem Mars Inseln von der Größe Siciliens, oder Seeen wie der Ladoga- und Tsadsee noch gesehen werden. Ebenso ließ sich unter gleichen Verhältnissen eine Linie noch erkennen, wenn ihre Breite $^1/_{100}$ des Planetendurchmessers, also etwa 70 km beträgt.

Die Opposition von 1879 wurde von Schiaparelli zu weiteren Beobachtungen benutzt, welche durch die günstige Witterung wesentliche Förderung fanden [1]). Die Opposition trat ein am 12. November mit einem scheinbaren Durchmesser des Mars von 19,3″ und die Beobachtungen des Mailänder Astronomen erstrecken sich über den Zeitraum vom 30. September 1879 bis 31. März 1880. Es wurden wiederum Mikrometermessungen der hauptsächlichsten Punkte der Marsoberfläche ausgeführt und deren Gesamtzahl auf 114 gebracht. Die Zahl der Zeichnungen der ganzen Marsscheibe, welche Schiaparelli bei dieser Opposition erhielt, beträgt 30, außerdem wurden 104 Skizzen einzelner Regionen gefertigt und diese Zeichnungen zu einer neuen Karte der Marsoberfläche zusammengestellt, welche also lediglich den Zustand derselben zur Zeit der Opposition von 1879 vor Augen führt. Die Beobachtungen zur Bestimmung der Lage der Rotationsachse des Mars ergaben in Verbindung mit denjenigen von 1877 für die Projektion des Nordpols des Planeten auf der Himmelssphäre: Rektascension: 318° 7,8′, Dekl.: + 53° 37,1′ (für 1880,0). Die Lage der Ebene des Marsäquators ist hiernach:

gegen den Erdäquator	Neigung	36° 22,9′,	aufst. Knoten	48°	7,8′
„ die Ekliptik	„	26° 20,6′,	„ „	84°	28,3′
„ „ Ebene der Marsbahn .	„	24° 52,0′,	„ „	86°	47,7′

Die 1877 gesehenen Flecke wurden 1879 wieder erkannt mit Ausnahme von Hiddekel und Fons Juventae, welche also auf der zweiten Karte fehlen. Mehrere Kanäle zeigten Verschiedenheiten in ihrem Aussehen, die nicht sämtlich als bloß optische gedeutet werden konnten. Die Region Syrtis magna erschien auf Kosten der angrenzenden Lybia erweitert, in der Umgebung des Lacus solis und Lacus phoenicis zeigten sich neue Kanäle oder Abzweigungen, die Region Araxes hatte ihre frühere Gestaltung erheblich geändert, wie der Vergleich der Zeichnungen 1877 und 1879 unzweifelhaft ergab (Fig. 54 u. 55).

Fig. 54.



Araxes 1877.

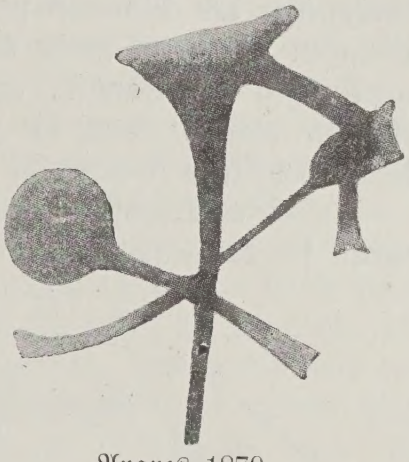
Ein neuer großer Kanal (Iris) wurde am 11. November zuerst gesehen und bis zum 26. Dezember, wo er weniger dunkel und breit erschien, verfolgt. Am 26. Dezember sah Schiaparelli einen langen, weißen Streifen (Fig. 56), der über mehrere Kanäle hinwegschritt, die unter ihm schmaler erschienen und der vielleicht Schnee war.

Die Opposition des Mars 1881 bis 1882 führte Schiaparelli zu sehr überraschenden Wahrnehmungen [2]). Die Beobachtungen erstrecken sich über den Zeitraum vom 26. Dezember 1881 bis zum 13. Februar 1882 unter sehr günstigen Witterungsverhältnissen. Die Opposition fand statt am

[1]) Oss. astr. et fis. etc. Reale Accad. dei Lincei Memoria seconda. Roma 1881. — [2]) A. a. O. Memoria terza. Roma 1886.

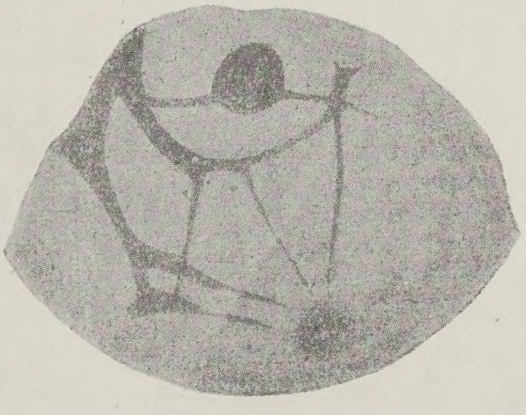
26. Dezember 1881 mit einem scheinbaren Durchmesser des Planeten von 15,5″. Die 1877 gefundenen Kanäle wurden sämtlich wiedergesehen, auch Hiddekel und Fons Juventae. Die rötliche Färbung, welche 1877 die ganze Äquatorialzone bedeckte und 1879 noch ziemlich ausgedehnt erschien, verschwand im Januar und Februar 1882 fast vollständig. Allmählich wurden dunkle Schatten sichtbar, die nach und nach klarer hervortraten und sich endlich in Gruppen von mehr oder weniger dunkeln Linien auflösten. Im ganzen wurden 15 Zeichnungen der Scheibe und 162 einzelne Skizzen angefertigt. Der Entwurf einer Karte nach denselben traf auf große Schwierigkeiten, weil gegen Mitte des Januar sich eigentümliche Veränderungen im Aussehen des Mars einzustellen begannen, vor allen die Verdoppelung der Kanäle. Im Jahre 1877 war keine Spur dieser Erscheinung zu sehen, ein einzelner Fall zeigte sich 1879 und darauf folgte in den Monaten Januar und Februar 1882 eine Reihe solcher Verdoppelungen. Dieselben vollziehen sich nach Schiaparellis Schilderung in folgender Weise: Zur Rechten oder Linken einer schon bestehenden Linie entsteht ohne Änderung des Laufs oder der Richtung der letzteren eine andere, meist gleiche oder parallele Linie, bisweilen jedoch mit einer kleinen Verschiedenheit des Aussehens und der Richtung. In den beobachteten Linienpaaren wechselt die Distanz zwischen 350 bis 700 km. Bisweilen ist eine Linie in zwei oder mehr Züge von ungleicher Dunkelheit oder Breite geteilt, in welchem Falle die begleitende Linie dieselben Teilungen erkennen läßt. Die Länge der Linienpaare kann sehr verschieden sein, zwischen 1000 und 5000 km. Dieselben folgen mit sehr wenigen Ausnahmen größten Kreisen des Planeten und einige treten in solcher Regelmäßigkeit auf, daß sie wie Systeme von mit dem Lineal gezogenen Parallelen erscheinen. Das Phänomen der Verdoppelung scheint an bestimmte Perioden geknüpft zu sein und fast gleichzeitig auf dem ganzen hellen Teile der Oberfläche stattzufinden.

Fig. 55.



Araxes 1879.

Fig. 56.



Weißer Streifen auf dem Mars, gezeichnet von Schiaparelli am 26. Dezember 1879.

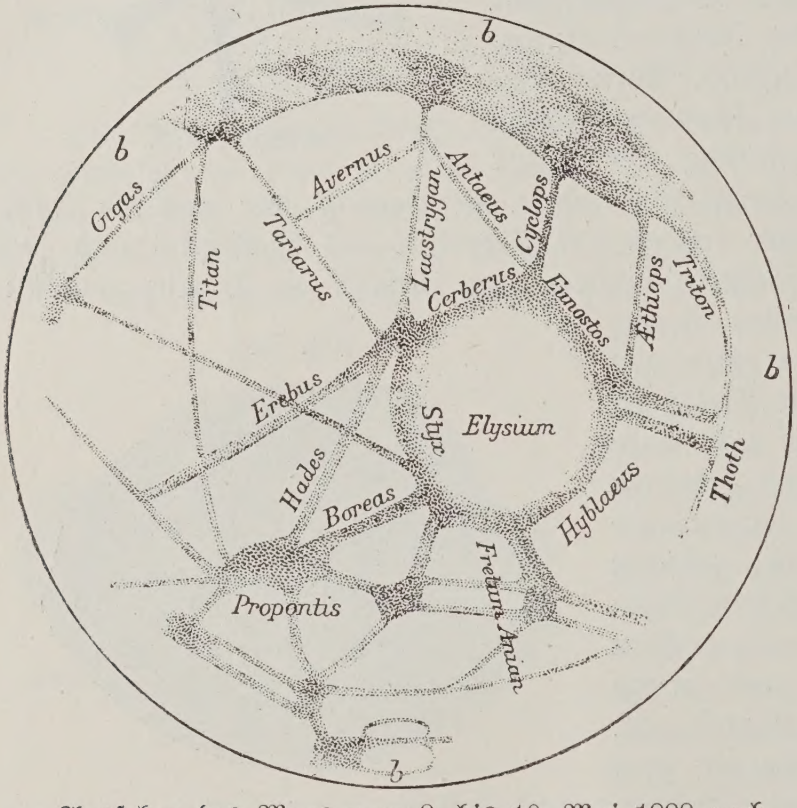
Die Opposition von 1886 trat am 6. März ein und der scheinbare Durchmesser des Mars erreichte 14″. Schiaparellis Beobachtungen umfassen den Zeitraum vom 3. Januar bis zum 5. Juni, in welchem nur 20 Nächte mit guter Luft eintraten. Vom Anfang Mai benutzte der Beobachter

den neuen 18zölligen Refraktor, welchen die Sternwarte zu Mailand inzwischen erhalten hatte [1]). Eine Beschreibung der wahrgenommenen Einzelheiten und ihrer Veränderungen gegen früher ist hier nicht möglich, doch muß erwähnt werden, daß am 26. März am Ort des Lacus Hyperboreus keine Spur eines dunkeln Fleckes zu sehen war, daß dagegen zwei Tage später sich dort ein dunkler Fleck von 600 km Durchmesser zeigte, als unzweifelhaftes Beispiel großer Neubildung innerhalb 48^h. Auffallend war in dieser Opposition das fast völlige Fehlen der Kanalverdoppelungen.

Die Opposition von 1888 trat am 11. April ein bei einem scheinbaren Durchmesser des Planeten von 14″ und brachte nach Schiaparellis Beobachtungen abermals große Veränderungen [2]), besonders in zahlreichen Verdoppelungen der Kanäle, auch solcher, welche bis dahin niemals doppelt erschienen waren. Durch die Zahl der geradlinigen, einander durchschneidenden Kanäle bot Mars einen höchst merkwürdigen Anblick dar, wie die Fig. 57 erweist.

In dieser Opposition erscheinen auch die Beobachtungen anderer Astronomen für die genauere Kenntnis der Marsflecke sehr wertvoll, vor allem diejenigen Perrotins, der bereits 1886 den großen Refraktor von 760 mm Öffnung der Sternwarte zu Nizza auf Mars angewandt hatte. Er fand [3]), daß das Festland Libya verschwunden und von dem benachbarten Meere überschwemmt war, ebenso war Lacus Moeris verschwunden, ferner zeigte sich eine Anzahl anderer Veränderungen, von denen einige den Eindruck erweckten, als seien sie durch plötzlich entstehenden und wieder verschwindenden Nebel hervorgerufen. Auf der Lick-Sternwarte wurden am 36zölligen Refraktor von Holden, Keeler und Schaeberle Zeichnungen des Mars angefertigt, die jedoch seltsamer

Fig. 57.



Aussehen des Mars vom 8. bis 10. Mai 1888 nach Schiaparellis Zeichnung.

[1]) Oss. astr. et fis. Reale Accad. Lincei. Memoria Quinta. Roma 1887. — [2]) Ciel et terre, 1888, août. — [3]) Compt. rend. Acad. Paris 1888, 14. Mai, 16. Juillet.

Weise weder unter sich, noch mit den Darstellungen von Schiaparelli übereinstimmen [1]).

Die Opposition von 1890 trat ein am 27. Mai mit einem scheinbaren Durchmesser des Mars von 19″. Der niedrige Stand des Planeten und die Ungunst der Witterung haben die Beobachtungen Schiaparellis sehr beeinträchtigt [2]). Die Kanäle Phison, Typhon und Orontes waren als solche verschwunden und an ihrem Orte nur matte Streifen zu sehen. Mehrere große Flecke oder Seeen (darunter Lacus solis) waren von hellen Streifen durchschnitten und gewissermaßen verdoppelt; frühere Ausläufer des Lacus solis konnten nicht mehr gefunden werden, dafür waren vier neue entstanden, ferner hatten zwei neue Verdoppelungen den Sinus sabaeus fast unkenntlich gemacht. Auf der Lick-Sternwarte wurde Mars im Juni, Juli und August am 36-Zoller beobachtet und gezeichnet. Holden und Keeler sahen die Kanäle stets als dunkle, etwas verschwommene Streifen, Schaeberle ebenso, aber bei guter Luft schmaler, etwa 1″ breit. Am 2. April sah Schaeberle zwei dieser Kanäle verdoppelt. An den Abenden des 5. und 6. Juli 1890 zeigte der große Refraktor nahe der Lichtgrenze des damals schon eine starke Phase zeigenden Mars einen hellen Fleck, ähnlich denjenigen hellen Punkten, die man in der Nachtseite des Mondes nahe der Lichtgrenze sieht, und welche auf dem Monde bekanntlich Bergspitzen sind, die von der Sonne beleuchtet werden, während der Fuß in Nacht liegt. Prof. Keeler sah am 5. Juli 10^h einen sehr schmalen, hellen, elliptischen Fleck, 1,5″ bis 2″ groß im nördlichen Teile der Marsscheibe, der mit der Lichtgrenze einen kleinen Winkel bildete. Die Luft war ausgezeichnet, und 30^m später war der helle Fleck schon (infolge der Rotation) auf die Scheibe des Mars eingetreten und zeigte sich hell auf dunklem Grunde. Am nächsten Abende wurde die Erscheinung höchst sorgfältig wieder beobachtet. Man konnte einen ähnlichen hellen Fleck während einer Stunde sehen und selbst zwei, die sich vereinigten. Um 10^h 25^m war der Anblick genau wie am 5. Juli.

Die Opposition von 1892 trat am 4. August ein mit einem scheinbaren Marsdurchmesser von 24,8″, doch hinderte der tiefe Stand des Planeten vielfach genaue Untersuchungen. Auf der Lick-Sternwarte wurde Mars von Mitte Juni bis zum 18. August beobachtet [3]), wobei Holden und Schaeberle über 100 Zeichnungen erhielten. Seit dem Juni zeigten sich helle Punkte an der Lichtgrenze und das Gleiche sah auch Perrotin zu Nizza. In einzelnen Fällen blieben gewisse Oberflächenteile des Planeten ziemlich unveränderlich, doch war ihre Gestalt und Färbung verschieden von derjenigen in früheren Jahren. Bis Mitte August wurden verschiedene Kanäle gesehen und gezeichnet, darunter Ganges als Doppelkanal. Schiaparelli war bei dieser Opposition nicht sehr vom Wetter begünstigt, doch konnte er feststellen, daß das Mare Sirenum, welches 1877 nur einen Ausfluß in den Sinus Aonius besaß, jetzt in zwei kleinere Meere zerfallen war, von denen jedes einen besondern Ausfluß zeigte. Auch das Mare Adriaticum zeigte große Veränderungen und

---

[1]) Flammarion, La planète Mars. Paris 1892, p. 430. — [2]) A. a. O., S. 473. — [3]) Astronomy and Astrophysics, 1892, p. 663.

Deucalionis Regio erschien mit Noachis-Argyre durch ein Festland verbunden, so daß das Mare Erythraeum fast vollständig abgeschlossen war.

Die Opposition von 1894 trat am 20. Oktober ein und der Durchmesser des Planeten erreichte 21,5″. Die Beobachtungen während derselben sind noch nicht sämtlich im Detail veröffentlicht, doch geht aus den bekannt gewordenen Daten hervor [1]), daß eine Anzahl Kanäle verdoppelt erschien, sogar in der Zeit des Sommersolstitiums der südlichen Hemisphäre des Mars. Ein beträchtlicher Teil des Aurea Chersonesus war verschwunden und in der zweiten Hälfte des Oktober erschien nahezu das ganze Maraldi-Meer und das kontinentale Gebiet nördlich von demselben bis 20° n. Br. von (dunkeln) Wolken überdeckt. Vom Mai 1894 bis April 1895 wurde Mars auf dem Flagstaff-Observatorium (Arizona) von P. Lowell, W. H. Pickering und M. Douglas unter äußerst günstigen Umständen an einem 18zölligen Refraktor beobachtet und das wahrgenommene Detail in einer Karte niedergelegt, welche 288 Objekte, Meere, Seeen und Kanäle enthält [2]), darunter eine Anzahl neuer einfacher und doppelter Kanäle.

Die Opposition von 1896 trat am 20. Dezember ein und sie ist, soweit bis jetzt bekannt wurde, besonders von W. Cerulli an einem Refraktor von 390 mm Öffnung beobachtet worden [3]). Er hat durch Messungen die Positionen von 60 Punkten der Marsoberfläche bestimmt und auf diese Weise eine neue Triangulation derselben ausgeführt, welche zeigt, daß die Hauptpunkte seit Schiaparellis Aufnahmen 1877 ihre Lage nicht geändert haben. Dagegen erlitten allerdings viele Regionen des Planeten Änderungen ihres Aussehens, so der Sinus sabaeus und das Mare Erythraeum, und ein neuer dunkler Fleck wurde von Cerulli Mare Prasodes benannt. Auf Grund seiner Beobachtungen hat derselbe Beobachter eine neue Karte des Mars entworfen, die in ihren Hauptzügen mit Schiaparellis Karten übereinstimmt, aber im einzelnen die stattgehabten Veränderungen seit 1886 deutlich zeigt und ebenso die völlig geradlinige Richtung fast aller schmalen Kanäle.

3. Die Polarflecke. In der unmittelbaren Nähe der beiden Marspole erblickt man sehr helle, offenbar fast genau kreisrunde Flecke von solcher Intensität, daß sie bisweilen auch dann noch wahrgenommen werden, wenn Mars selbst durch Wolken verhüllt ist. Durchgängig ist nur ein Polarfleck sichtbar und zwar derjenige, dessen Pol der Erde zugewandt erscheint. Nur dann, wenn die Opposition des Mars zur Zeit seines Äquinoktiums eintritt, sind beide Polarflecke bequem gleichzeitig zu sehen. Schon kleinere Instrumente, welche von den dunkeln Flecken keine Spur zeigen, lassen die Polarflecke erkennen, und letztere zeigen sich sogar etwas über den Rand der Planetenscheibe hervorragend. Besonders in den früheren, unvollkommenen Fernrohren erschien der Südpolfleck oft knopfförmig oder wie eine Kalotte dem Planeten aufgesetzt. Dies ist indes entschieden eine Täuschung, hervorgerufen durch die Irradiation des blendend weißen Lichtes. Bei der Opposition von 1877 habe ich wiederholt bemerkt, daß der Südpolfleck bei weniger günstiger Luft

[1]) Monthly Notices, 55, Nr. 4, p. 244. — [2]) Mars by Percival Lowell. Boston 1895. — [3]) Publ. dell' Osservatorio privato di Collurania (Teramo), 1898, Nr. 1.

über den Rand des Planeten hervorzuragen schien, in den günstigsten Momenten aber war hiervon nichts wahrzunehmen und die Scheibe zeigte ihre richtige Rundung.

Der erste, welcher die Polarflecke des Mars sah, war, wie es scheint, Maraldi, bei Gelegenheit der sehr großen Erdnähe des Mars 1672[1]), doch giebt er an, man habe sie schon vor 50 Jahren wahrgenommen. Er vermutete bereits, daß es sich um Schnee oder Eismassen in den Polargegenden des Mars handle. W. Herschel fand diese Vermutung 1781 und 1783 bestätigt durch seine Beobachtung des Ab- und Zunehmens im Sommer und Winter der betreffenden Marshemisphäre[2]). Auch glaubte Herschel wahrzunehmen, daß die beiden Polarflecke einander nicht ganz genau gegenüber ständen. Genauere Beobachtungen stellten Beer und Mädler 1830 mit einem Fraunhoferschen Fernrohre von 44‴ Öffnung an[3]). Der weiße Fleck am Südpole zeigte sich in jeder Beobachtung, selbst bei weniger günstigen atmosphärischen Umständen; seine Größe war aber sehr veränderlich. Am 31. August war er bei einer nur oberflächlichen Beobachtung $^1/_8$ bis $^1/_{10}$ des Marsdurchmessers geschätzt worden; am 10. September ergab die Schätzung (in der Richtung von O nach W) $^1/_{10}$, am 15. September $^1/_{16}$, am 2. Oktober $^1/_{18}$, am 5. Oktober $^1/_{20}$ und am 20. Oktober $^1/_{15}$. Die ersten Tage entsprachen auf dem Mars der Jahreszeit nach dem Juni unserer nördlichen Erdhalbkugel, die letzten dem zweiten Drittel des Juli. Die Grenzen des Flecks zogen sich also bis zu einer fast der Mitte unseres Juli entsprechenden Marsjahreszeit enger zusammen und fingen von da ab an, sich wieder allmählich zu erweitern, in völliger Übereinstimmung mit einer wirklichen Schneebedeckung der betreffenden Zone des Mars. Damals stand die Nordhalbkugel des Planeten mitten in ihrem Winter, aber es war keine Spur eines weißen Flecks zu sehen. Die starke Neigung der Marsachse, deren Nordende von uns abgewandt war, erklärt dies hinlänglich. Als dagegen in der Opposition von 1837 der Nordpol sichtbar wurde, erschien der weiße Polarfleck mit einer Deutlichkeit, wie Mädler sich nicht erinnerte, den des Südpols gesehen zu haben; zugleich war er bedeutend größer als dieser 1830, und zeigte sich, besonders im Januar und Februar, so scharf gegen den übrigen Teil der Kugel abgesetzt, daß der erste Anblick glauben machen konnte, es bedecke an dieser Stelle ein Planet den andern. Ein dunkler Fleck von ungleicher Intensität und Breite umgab diese weiße Zone ringsherum; alle übrigen Flecke der Nordhalbkugel schienen dagegen sehr matt und unbestimmt begrenzt. Vom Südpolfleck war nur zweimal eine schwache, aber sichere Spur wahrzunehmen. Da dieser Pol bedeutend von der Erde weggeneigt war, so ergab sich eine Ausdehnung des Südpolflecks bis zu 55° s. Br. der Marsoberfläche. Schiaparelli fand, daß die Verkleinerung des südlichen Polarflecks fortdauert bis 2 oder $2^1/_2$ Monate nach dem höchsten Sonnenstande über der betreffenden Halbkugel. Dann beginnt sich der Fleck erst langsam, hierauf aber immer

---

[1]) Histoire et Mémoires de l'Academie des Sciences, Année 1704, p. 74. — [2]) Philos. Transactions, Vol. LXXI, Part. I, p. 115; Vol. LXXIV, Part. II, p. 233. — [3]) Beer und Mädler, Beiträge ꝛc. Weimar 1841.

schneller auszudehnen, und zwar bis gegen Ende des Winters. Diese Wahrnehmungen stehen vollständig in Übereinstimmung mit den Beobachtungen Lassells im Jahre 1862.

Bei der Opposition von 1877, als Mars der Erde ungewöhnlich nahe kam, haben besonders Hall[1]) und Schiaparelli die Lage des südlichen Polarflecks untersucht. Ersterer fand das Centrum des Flecks in 20,66° Länge und 5,11° Poldistanz, letzterer in 29,47° und 6,15° und Schiaparelli kam zu der Überzeugung, daß der südliche Polarfleck, wenn er auf das Minimum seiner Größe zusammengeschmolzen ist, stets die gleiche Position auf der Marsoberfläche einnimmt. Am 23. August (34^d vor dem Sommersolstitium) der südlichen Marshemisphäre hatte der Polarfleck einen Durchmesser von 28,6°, am 11. September (15^d vor dem Solstitium) von 20,2°, am 26. September (dem Tage des Solstitiums) von 11,5°, am 4. November (39^d nach dem Solstitium) betrug der Durchmesser nur 7° und es schien, als wenn dieser südliche Schneefleck völlig verschwinden würde, was jedoch aus den Beobachtungen nicht festgestellt werden konnte. Im Minimum seiner Ausdehnung zeigte der Fleck eine dreieckige Gestalt und im Dezember schien er bereits wieder an Ausdehnung zu gewinnen.

Die Opposition von 1879 ergab nach Schiaparellis Messungen für die Position des Centrums des südlichen Polarflecks 49,7° Länge, 5,0° Poldistanz. In der zweiten Hälfte des November, also 3¼ Monate nach dem Sommersolstitium der südlichen Marshemisphäre, war der Fleck auf sein Minimum (4°) reduziert. Der nördliche Polarfleck erreichte während der Beobachtungszeit vom 30. September bis 24. März das Maximum seiner Ausdehnung, von ihm gingen nicht weniger als fünf schmale Abzweigungen bis zu 30° n. Br. hinaus. Das Maximum des nördlichen Polarflecks fiel mit dem Minimum des südlichen völlig zusammen. In der Zeit vom 17. bis 22. Januar 1882 (200^d nach dem südlichen Solstitium) hatte der südliche Polarfleck 10° im Durchmesser, so daß, wie Schiaparelli meint, das Minimum seiner Ausdehnung möglicherweise mehr als vier Monate nach dem Solstitium eintritt. Der Nordpol des Mars lag damals genau im Rande des Planeten, doch keine Spur einer nördlichen Polarkalotte konnte gesehen werden (vom 26. Oktober 1881 bis zum 25. Januar 1882); aber Ende Januar (146^d vor dem nördlichen Sommersolstitium) zeigte er bereits eine Ausdehnung von 42°, die bis zum 10. April (77^d vor dem Solstitium) sich auf 26° verminderte. Die geringste Ausdehnung von 5° zeigte der nördliche Polarfleck am 21. Mai 1886 (51^d nach dem Solstitium). Sein Mittelpunkt fiel nach allen Messungen fast mit dem Nordpole des Planeten zusammen. Nach den Messungen zu Mailand lag sein Centrum in 295,1° Länge 1,27° vom Pol entfernt. Dies stimmt vortrefflich überein mit den Messungen, die O. Lohse zu Potsdam 1886 ausgeführt, und welche das Centrum des nördlichen Polarflecks in 285,0° Länge und 1,34° Poldistanz verlegten. Im Jahre 1888 sah Terby[2]) eine Teilung des nördlichen Polarflecks, die auch von Schia-

[1]) Astr. Nachr., 1878, Bd. 41, S. 223. — [2]) Terby Obs. faites a Louvain 1888. Brux. 1889.

parelli wahrgenommen worden ist. Der helle Fleck erschien stets von einer schmalen, mehr oder weniger dunkeln Zone umgeben, die nicht immer in allen Teilen gleichmäßig war, sondern bisweilen fast schwarz sich darstellte, so daß die Färbung nach Schiaparelli nicht auf Kontrastwirkung zurückgeführt werden kann, auch begleitete die dunkle Zone den Polarfleck bei seinem Zusammenschwinden. Die nähere Umgebung des Nordpols wird nicht von einem Meere ausgefüllt, sondern durch ein Netz von Kanälen und kleinen Seeen; umgekehrt umgiebt den Südpol ein ausgedehntes Meer.

Am 9. und 10. Mai 1890 hat William H. Pickering auf dem Mt. Wilson in Kalifornien 14 photographische Aufnahmen des Mars erhalten[1]). Dieselben zeigen an dem letzten Tage eine plötzliche, außerordentlich große Ausdehnung des südlichen Polarflecks (bis zu 30° s. Br.) und Pickering schließt daraus auf einen damals in der südlichen Marshemisphäre eingetretenen, sehr ausgedehnten Schneefall.

4. Die Atmosphäre. Die veränderliche Deutlichkeit der dunkeln Flecke, ihr Verschwinden am Rande der Planetenscheibe und die schon von Beer und Mädler hervorgehobene, dann von Schiaparelli und allen späteren Beobachtern bestätigte größere Klarheit des Details der Oberfläche im Sommer der betreffenden Marshemisphäre deuten auf die Einwirkung einer dortigen Atmosphäre. Dominicus Cassini und Römer sahen kleine Fixsterne, die vom Mars bedeckt wurden, schwächer werden und verschwinden, ehe sie den Rand des Planeten erreichten. Am 20. Mai 1822 beobachtete Tralles die Bedeckung eines Sterns 6. Größe durch den Mars mittels eines achromatischen Fernrohrs von 42‴ Öffnung bei 160maliger Vergrößerung. Als der Stern sich dem Marsrande näherte, wurde er nach und nach schwächer und verschwand endlich ganz, ehe er den Rand des Planeten erreichte. Auf der westlichen Seite des Mars wurde er ebenfalls erst dann sichtbar, als er mehr als einen Marsdurchmesser von dem Rande der Scheibe entfernt war. Tralles schloß hieraus auf eine sehr bedeutende Atmosphäre des Mars. Es ist jedoch unzweifelhaft, daß die Schwächung des Sterns und sein Verschwinden eine Folge der sehr großen Helligkeit des Planeten war. Durch direkte, rein teleskopische Beobachtung können sich Spuren einer Atmosphäre am Rande des Planeten nicht mehr verraten, denn sie würde, bei gleicher Dichtigkeit mit der Erdatmosphäre, die Marsscheibe nur als Ring von höchstens 0,3″ Breite umgeben. In der That hat auch South mit seinem großen Refraktor von 11 Pariser Zoll Öffnung keine Spur dieser Atmosphäre wahrgenommen, als ein feiner Doppelstern vom Mars bedeckt wurde. W. Herschel sah gelegentlich auf der Marsscheibe helle Flecke, die sich rasch veränderten und ihren wolkenartigen Charakter nicht verleugneten. Schröter sah ähnliche Gebilde, unter andern einen Streifen, der vom Mars aus gesehen von NW nach SO, der Rotation voreilend, sich bewegte und dadurch nach und nach in immer südlichere Breiten sich erstreckte. „Seine Bewegung war etwas ungleichmäßig; im Mittel legte er in einer Sekunde 20 Pariser Fuß zurück.“ Huth in Frankfurt machte ähnliche Wahrnehmungen und

[1]) Flammarion, la planète Mars, p. 464.

stimmte Schröter darin bei, daß er jene Gebilde für Wolkenmassen erkläre und die Geschwindigkeit des Windes danach beurteile. Gruithuisen glaubte aus seinen Beobachtungen schließen zu müssen, daß die Marsoberfläche häufig von dichten Wolkendecken verhüllt werde, und zu einem ähnlichen Schlusse kam auch Harding. Daß in der That Gewölk auf dem Mars vorhanden sein mag, zeigt die Schneebedeckung, die sich mit dem beginnenden Winter stets weiter gegen die äquatorialen Gegenden hin ausdehnt. Dawes hat zu gewissen Zeiten weiße, veränderliche Flecke gesehen, die man für Wolken, vielleicht Schneewolken, halten kann. Eine solche sah er im de la Rue-Ocean am 21., 22. und 23. Januar 1865; sie nahm sich genau wie eine große Schneemasse aus. Etwas Ähnliches sah Webb am 4. April 1871 mit einem neunzölligen Spiegelteleskope. Linßer sah am 16. Oktober 1862 einen sehr hellen, fast den Polarzonen gleichen Streifen, der wahrscheinlich ein atmosphärisches Produkt war. Bisweilen erscheint die Scheibe des Mars im O und W wie von zwei hellen Menisken eingefaßt; auch dies ist wahrscheinlich auf atmosphärische Zustände jenes Weltkörpers zurückzuführen, ebenso wie die gelben und blauen Flecke am Rande der Scheibe, die Mädler 1841 mit dem Dorpater Refraktor sah. Dawes glaubte, die Atmosphäre des Mars sei nur von mäßiger Dichtigkeit und keinesfalls die Ursache der roten Farbe des Planeten, da diese im Mittelpunkte der Scheibe am deutlichsten ist. Huggins fand den Mars dann am meisten rot, wenn seine Atmosphäre am durchsichtigsten war, und bemerkt, daß die rote Farbe sich nicht auf die Polargegenden übertrage (über denen doch auch die Atmosphäre ruht).

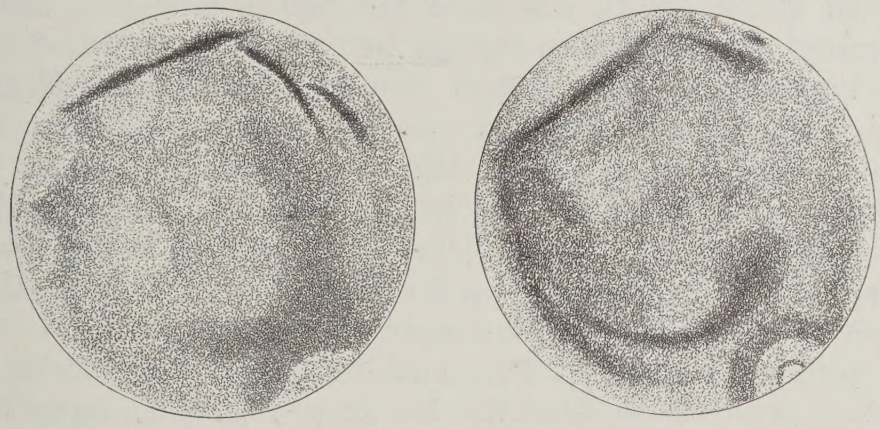
Lassell vermochte 1862 mit seinem großen Reflektor die Rotationsdauer des Mars nicht zu bestimmen, weil die veränderlichen Flecke, die Gegenwart von Nebeln und Wolken in der Atmosphäre des Mars das Wiedererkennen bestimmter Formen der Oberfläche nach Verlauf längerer Zeit vollständig verhinderten. Ähnliche Erfahrungen hat O. Lohse gemacht, als er mit dem 11zölligen Bothkamper Refraktor an 280facher Vergrößerung den Mars zur Zeit der Opposition von 1871 untersuchte. Der Beobachter bemerkt über seine Wahrnehmungen folgendes: „Was das Aussehen betrifft, welches der Planet im allgemeinen während der vorliegenden Beobachtungen hatte, so ist zu erwähnen, daß das Licht desselben nicht, wie das beim Jupiter der Fall ist, am Rande abnahm, sondern im Gegenteil dort beträchtlich intensiver wurde. Die auf der Scheibe bemerkbaren dunkeln Flecken waren sehr veränderlich und hatten nur in seltenen Fällen einigermaßen scharfe Konturen. Die Gegend des Nordpols war immer sehr hell; bei den Beobachtungen vom 29. März, 8., 9. und 10. April jedoch bot dieselbe einen wunderbar schönen Anblick, indem daselbst ganz am Rande des Planeten eine ungefähr 0,7″ große rundliche Stelle ein so intensives Licht ausstrahlte, daß der Planetenrand dort eine blendend helle Hervorragung bildete, welche man mit dem Namen einer Protuberanz bezeichnen könnte, wenn nicht die jetzige Bedeutung dieses Wortes für die Sonne eine ganz andere Vorstellung über das Wesen dieser Erscheinung, die sich wohl durch die Reflexion des Sonnenlichts an größeren Eisflächen erklären läßt, mit sich führen würde. Die Wiederkehr bestimmter dunkler Flecke auf der Marsscheibe, die zur Bestätigung der Rotationsdauer des Planeten hätte dienen können, konnte anfangs bei oberflächlicher Betrachtung der ausgeführten Zeichnungen nicht konstatiert werden. Die beobachteten dunkleren Stellen schienen einen wolkenartigen Charakter zu besitzen und unabhängig von der Rotation einer raschen Veränderlichkeit unterworfen zu sein.“

O. Lohse hat mit größter Sorgfalt eine Anzahl von Zeichnungen der Marsscheibe ausgeführt, wie sie sich nach Farbe und Helligkeit während der Dauer der

Beobachtung darstellte. Zwei derselben sind in Fig. 58 möglichst treu in Holzschnitt nachgebildet. Die eine derselben wurde am 2. März 14 Uhr 9 Minuten, die andere am 29. März 11 Uhr 51 Minuten mittlerer Zeit von Bothkamp ausgeführt, und man erkennt leicht, daß besonders bei der ersten Beobachtung Trübungen der Marsatmosphäre den deutlichen Anblick der Planetenoberfläche nicht gestatteten.

Schiaparelli fand 1877, daß besonders die von ihm entdeckten halbhellen (überschwemmten) Regionen häufig von Nebeln überdeckt sind. In den Monaten September und Oktober jenes Jahres ward die Proteus genannte Gegend mindestens dreimal bedeckt und wieder frei. Die Landschaft Noachides blieb Monate lang vollständig verhüllt und zeigte sich erst während des Dezember in ihrer wahren Gestalt.

Fig. 58.



Mars 1871, gezeichnet von O. Lohse.

Überhaupt zeigten sich die Festländer häufig von Nebel- oder Wolkenschleiern bedeckt. Diese begannen sich zu lösen, als die Sonne ihre größte Höhe über den betreffenden Gegenden erreichte. Dann verloren jene Regionen ihre bisherige weiße Farbe und nahmen ein ziegelrotes Aussehen an. Die Insel Hellas erschien im September und Oktober 1877 weniger hell als die benachbarten Länder, später wurde sie dagegen so glänzend, daß sie fast der südlichen Eiskalotte zu vergleichen war. Über den dunkeln Flecken (Meeren) erschienen sehr häufig unbestimmt begrenzte weiße Gebilde, die ihre Form ziemlich rasch wechseln und sich dadurch unmittelbar als Wolken charakterisierten. Dieselben verdeckten, sobald sie über die Kontinente zogen, deren Konturen. Bisweilen lösten sich diese Wolken in lange, parallele Streifen auf und deuteten dadurch das Vorhandensein von Luftströmungen an.

Die hellen Hervorragungen an der Lichtgrenze des Mars, welche von verschiedenen, mit sehr großen Instrumenten beobachtenden Astronomen gesehen worden sind, könnte man geneigt sein, als wolkenartige Produkte der Marsatmosphäre zu deuten. Auf der Lick-Sternwarte sind dieselben seit 1890 wiederholt beobachtet worden [1]). In jenem Jahre, am 5. Juli, wurde die Aufmerksamkeit der dortigen Beobachter auf dieselben gelenkt durch einen Besucher des Observatoriums, der den Mars am 36-Zoller betrachtete. Der Luftzustand war damals höchst vorzüglich und eine von Keeler angefertigte Zeichnung zeigt einen elliptischen weißen Fleck von 1,5″ Länge, der, sich nordwärts projizierend, einen kleinen Winkel mit der Lichtgrenze auf dem Mars macht. Nach einer halben Stunde war der helle Fleck innerhalb der Scheibe eben noch sichtbar. Am 5. Juli wurde dieselbe Erscheinung von Holden, Keeler und Schaeberle sehr sorgfältig beobachtet. Ein Fleck, auf der Licht-

[1]) Publ. of the Astr. Soc. of Pacific, 2, p. 248.

grenze liegend, wurde $8^h\ 3^m$ (Pacific-Zeit) gesehen, $8^h\ 45^m$ erschien er aufwärts gekrümmt und ein anderer südlich davon, der nach Schaeberle vielleicht mit ihm zusammenhing. Er blieb, im Aussehen sich beträchtlich ändernd, über eine Stunde sichtbar und stets am Ende eines langen, hellen Strichs auf der Oberfläche des Planeten. Am folgenden Abend war das Aussehen des Flecks wesentlich dasselbe und unzweifelhaft war er auf dem nämlichen Teile der Marsoberfläche. Nach W. W. Campbells Rechnung deckte der Fleck das voraufgehende Ende der hellen Region Tempe auf Schiaparellis Karte. Die von Perrotin im Juni und Juli 1892 gesehenen hellen Hervorragungen an der Lichtgrenze des Mars sind nahezu gleichzeitig auch auf der Lick-Sternwarte wahrgenommen worden und W. H. Pickering bemerkte zu Arequipa im Dezember jenes Jahres ähnliche Erscheinungen. Nach Campbells Berechnung würden diese Hervorragungen, wenn sie Berge sind, nur auf Höhen von 10000 Fuß führen, also den Bergeshöhen auf der Erde vergleichbar sein. Ein solches Gebirge in der Nähe der Lichtgrenze sehen wir dann nicht sowohl infolge seiner Höhe, als vielleicht wegen der Längenausdehnung, in der die Bergkette von der Sonne beschienen wird. Campbell hält in der That diese hellen Hervorragungen für Bergketten auf dem Mars. „Diese Hypothese", sagt er, „erklärt auch in befriedigender Weise den mehr oder weniger permanenten Charakter der Hervorragungen, welche Nacht auf Nacht an der gleichen Stelle gesehen wurden. Bei der Opposition von 1892 waren sie auf den Streifen zwischen 30 und 50° s. Br. beschränkt und möglicherweise bei heller Beleuchtung nur dort und nicht in anderen Teilen überhaupt sichtbar. Der Annahme, daß die Marsberge in dieser Gegend mit Schnee bedeckt seien, kann kein wesentlicher Einwurf gemacht werden. Denn wenn die Polarkalotten aus Schnee bestehen, dürfen wir erwarten, daß die Gipfel hoher Berge in allen Breiten auf dem Mars zu gewissen Zeiten des Marsjahres mit Schnee bedeckt sein werden. Möglicherweise war dies gerade in den südlichen Breiten zwischen 30 und 50° im Juni und Juli 1892 der Fall, und diese erschienen deshalb so hell. Die Hervorragungen, welche im Juli näher der südlichen Polarkalotte gesehen wurden, waren zudem heller als die mehr davon entfernten. Erwähnenswert ist auch, daß verschiedene Beobachter den Mars gezeichnet haben mit feinen Zacken oder Strichen, die von der Polarkalotte auslaufen. Möglicherweise sind dies Bergketten, auf deren Gipfeln der Schnee später schmilzt als in den umgebenden Ebenen. Auch ist es möglich, daß die Marsgebirge nicht hoch genug sind, um selbst an der Lichtgrenze gesehen zu werden, ausgenommen, wenn sie durch Schnee auf ihren Gipfeln sehr viel heller sind, als die umgebenden Flächen. Die Thatsache, daß die Hervorragungen nicht in gleicher Weise sichtbar waren vor und nach der Opposition, zeigt einen gewissen Zusammenhang mit den Jahreszeiten auf dem Mars, z. B. dem Schmelzen des Schnees auf den Berggipfeln zur Zeit des Sommers. Man hat vermutet, daß die in Rede stehenden Hervorragungen Wolken seien, und diese Hypothese hat einiges für sich, im ganzen aber ist sie unbefriedigend. Wir sind zunächst nicht gewöhnt, eine ähnliche Dauerhaftigkeit, wie jene Hervorragungen zeigen, bei unseren irdischen Wolken anzutreffen. Jene Gebilde auf dem Mars sind Nacht für Nacht in

der nämlichen Position gesehen worden; am 11. und 13. Juli z. B. waren sie zwei Stunden lang sicher und vielleicht noch länger sichtbar, also während eines Zeitraums, in welchem 800 oder 900 Meilen des Planeten über die Lichtgrenze hinweggingen. Die Hervorragungen selbst wurden verursacht durch schmale und lange Objekte, welche in ihrer Lage mit permanenten Zügen der Oberfläche des Planeten korrespondierten. Helle Flecke, die monatelang ohne Änderung ihrer Lage verharrten, sind von Schiaparelli und anderen beobachtet worden. Wenn aber Schiaparellis helle Flecke und die Hervorragungen, welche oben beschrieben wurden, Wolken zugeschrieben werden müßten, so könnten dieses wahrscheinlich nur solche Wolken gewesen sein, welche um kalte Berggipfel sich erhalten, wie wir ähnliches wohl tagelang an irdischen Bergen wahrnehmen können. Solches aber führt uns wieder zu der Gebirgshypothese zurück. Diese ist hier als Hypothese für weitere Forschungen aufgestellt worden; es wird nicht eher möglich sein, eine wirkliche Theorie aufzustellen, bis die Hervorragungen in verschiedenen Oppositionen des Mars genau beobachtet worden sind oder wahrscheinlich während einer oder mehrerer des 15jährigen Cyklus. Was aber auch immer die Ursache dieser Hervorragungen über die Lichtgrenze sein mag, so ist klar, daß die beobachteten Objekte nicht höher über der Marsoberfläche angenommen zu werden brauchen, als die Gebirge unserer Erde und des Mondes sind."

Zusammenfassung. Die wahrgenommenen Veränderungen auf der Oberfläche des Mars stehen unzweifelhaft mit dem Wechsel der Jahreszeiten daselbst in innigster Beziehung. Sind hierüber die Beobachter sämtlich einig, so bestehen doch verschiedene Meinungen über die nähere Art und Weise dieses Zusammenhanges. Lowell, der zuerst eine zusammenfassende Darstellung dieser Verhältnisse gegeben, äußert sich darüber in folgender Weise[1]): „Die Kanäle und die sogenannten Seeen nehmen alle teil an der jährlichen Metamorphose mit einem von den Jahreszeiten abhängigen Wechsel, welcher auch von ihrer Breite oder dem Abstande vom Südpole abhängt. Eine Welle von Verdunkelung der Farbe läuft successive durch alle bläulichgrünen Regionen von Süden nach Norden, der Zeit nach bestimmt durch die von den Jahreszeiten abhängige Welle, welche von Pol zu Pol läuft. Bleich im Winter, erwacht die Farbe zur Frühlingszeit, vertieft sich im Sommer und ermattet im Herbste. Für jede gegebene Gegend tritt dieser Wechsel unter sonst gleichen Verhältnissen früher oder später ein in dem Verhältnisse, als diese Gegend vom Pole entfernt liegt. Es erscheint wahrscheinlich, daß dieser Farbenwechsel indirekt durch Wasser, direkt aber durch Vegetation, welche das Wasser belebt, hervorgerufen wird. Nur unter dieser Annahme erklären sich alle Wahrnehmungen leicht und ungezwungen. Die Meeresbecken auf dem Mars beherbergen keineswegs mehr gewaltige, tiefe Wassermassen, wie die irdischen, sind aber auch noch nicht in den Zustand trockener Betten (wie solche der Mond besitzt) übergegangen, sondern sie dienen nur als wenig tiefe Behälter für das Wasser, welches noch auf der Marsoberfläche cirkuliert."

Schiaparelli geht bei seiner Deutung der auf dem Mars statt-

[1]) Astronomy and Astrophysics, Nr. 30, p. 814 ff.

findenden Veränderungen von der großen Schneeschmelze im Frühlinge der südlichen Hemisphäre aus. Das rasche Schmelzen auf einer Oberfläche von 3000 km Durchmesser, die hierdurch völlig schneefrei wird, muß für die hydrographischen Verhältnisse des Mars von größter Bedeutung sein. „Auf unserer Erde", bemerkt Schiaparelli, „haben die Schmelzprozesse in der nördlichen und südlichen Polarzone keine große Wichtigkeit, denn beide Zonen sind durch Oceane miteinander in Verbindung, und wenn auf der einen Hemisphäre das Niveau des Wassers durch das Schmelzen des Eises steigt, so sinkt es auf der andern infolge des Gefrierens. Ein ähnlicher Ausgleich findet aber auf dem Mars nicht statt, denn das große Meer, das dort den Südpol umgiebt, ist vollständig von den viel kleineren Meeren in der Nähe des Nordpols getrennt. Das Gleichgewicht der flüssigen Massen auf beiden Hemisphären kann sich nur herstellen mittels Abflusses der Wasser durch die Kontinente, welche die dazwischenliegenden Regionen ausfüllen, und daher müssen die Veränderungen, die man im hydrographischen System dieses Planeten beobachtet, zum großen Teile auf das abwechselnde Gefrieren und Schmelzen der Schneemassen um die beiden Pole zurückgeführt werden. Die Kanäle sind ohne Zweifel von geringer Tiefe, aber einer Breite, die 100 bis 200 km und darüber beträgt. Sie erstrecken sich Tausende Kilometer weit in geraden Linien. Da es keine Regenfälle in merklichem Maße auf dem Mars giebt, so bilden die Kanäle den Hauptmechanismus, durch den Wasser und Leben sich über die trockene Oberfläche des Planeten verbreiten. Wie der Blick auf eine Karte des Mars sogleich lehrt, ist dort der Ocean hauptsächlich um den südlichen Pol gelagert, und wir müssen daraus schließen, daß die südlichen Regionen des Mars in weiter Ausdehnung eine große Bodendepression darstellen. Die nördliche Halbkugel dieses Planeten wird dagegen hauptsächlich von großen Festländern eingenommen und diese Hemisphäre wird demzufolge bis in die Nähe des Nordpols eine höhere Bodenlage aufweisen. Hieraus ergeben sich bezüglich der Vorgänge beim Schmelzen der Schneemassen für beide Hemisphären sehr verschiedene Folgen.

Betrachten wir zunächst die südliche Eiszone, die sich völlig über dem südlichen Marsocean bildet und bisweilen den dritten oder vierten Teil von dessen Oberfläche bedeckt. Das Schmelzen dieser ungeheuren Schnee- und Eismassen im Frühling hat ein allgemeines Steigen des Seespiegels zur Folge, das sich auch in den kleinen Meeren, die den großen Südocean von allen Seiten umgeben, bemerkbar machen muß. Hierdurch entstehen Überschwemmungen aller niedriger liegenden Flächenteile, die man von der Erde aus deutlich wahrnehmen kann. In der That sieht man zur Zeit dieser Überschwemmungen nicht nur die inneren Meere auf dem Mars dunkler und schärfer, sondern auch die Meeresstraßen, die sie mit dem Ocean verbinden, und diesen großen südlichen Ocean selbst. Die Golfe, die in das Festland einschneiden, werden deutlicher sichtbar, und mit ihnen mehrere der großen Kanäle, die vom Ocean unmittelbar in das Festland hineinziehen. Indessen reicht diese Ausdehnung der Grenzen des großen südlichen Oceans niemals bis in das Innere des Kontinents und bis zu den höher gelegenen nördlichen Regionen. Die große Schneeschmelze verursacht also auf dem Mars ein Über-

treten des Meeres aus seinen Ufern und teilweise Überschwemmungen des Festlandes. Es ist zweifelhaft, ob diese Überschwemmung für das dortige organische Leben der Umgebung günstige Folgen hat. Man kann diese periodische Überschwemmung mit den großen Fluten und den Ebben unserer Meere vergleichen, die den Holländern und Friesen keineswegs als besondere Segnung ihrer Gestade erscheinen, sondern deren sie sich durch Dämme erwehren müssen. Beim Mars käme auch noch der Gehalt des Wassers an aufgelösten Stoffen in Betracht. Denn wenn das Meereswasser dort ebenso salzig ist wie bei uns, so würde die Zone, die der alle 23 Monate erfolgenden Überschwemmung ausgesetzt ist, zu einer Art Salzsteppe werden. Keinesfalls könnten diese Wasser zu Kulturzwecken verwandt werden. Ganz anders liegen die Verhältnisse für die nördliche Halbkugel des Mars. Wenn dort die große Schneeschmelze des Frühlings sich vollzieht, so befinden sich die Schmelzwasser im Centrum der Festlandmassen, sie müssen sich rings um die Eisregion ausdehnen und eine breite Festlandzone in ein zeitweiliges Meer verwandeln, weiterhin aber in die tiefer liegenden Gegenden hinfließen und dort eine gewaltige Überschwemmung verursachen, die von der Erde aus vollständig beobachtet werden kann. Diese Überschwemmung breitet sich in zahlreichen Wasserarmen aus und bildet weite Seeen; große Wasserstraßen erstrecken sich dann auch bis auf die südliche Halbkugel des Mars und den dortigen Ocean, der das Hauptbecken der Wasser dieses Planeten bildet.

Die durch die Schneeschmelze enstehende große Überschwemmung der nördlichen Marshemisphäre liefert Süßwasser, und wenn daselbst organisches Leben vorhanden ist, so verdankt dasselbe seine Erhaltung vorzugsweise diesem Wasser. Wenn ferner auf dem Mars eine Bevölkerung von vernünftigen Wesen besteht, welche imstande ist, die Naturkräfte zu ihren Zwecken zu verwenden, so muß die regelmäßige Verteilung des süßen Wassers über die zur Kultur geeigneten Landstriche die Hauptaufgabe und beständige Sorge derselben bilden.

Die Marskanäle sind offenbar nicht so breit als sie uns zu sein scheinen, denn andernfalls würden sie den Überschwemmungswassern in wenigen Stunden vollständigen Ablauf gewähren und diese könnten nicht während mehrerer Monate zu Kulturzwecken verwendet werden. Wir müssen uns die Kanäle vielmehr als breite Kulturzonen denken, rechts und links von schmalen wirklichen Wasserkanälen, welch letztere wir aber eben wegen ihrer geringen Breite von der Erde aus nicht direkt wahrnehmen können. Die übrige Oberfläche der Kontinente, die sich uns in gelblicher Färbung zeigen, ist ohne Zweifel völlig wasserlos und wüst. Obgleich auf dem Mars die Schwere geringer ist als auf der Erde, so hat das Wasser doch auch dort das Bestreben, thalabwärts zu fließen und sich in den niedrigen Regionen auszubreiten. Diese Regionen, die an Ausdehnung etwa dem Roten Meere vergleichbar sind, können durchaus als Thäler bezeichnet werden. In ihnen gedeiht die Vegetation, die Hochländer dagegen bleiben trocken und unfruchtbar. Die großen Thäler selbst endigen in Seeen, am Meere oder in anderen Thälern. Die ungeheure Größe dieser Thäler führt naturgemäß auf die Annahme, daß ihre Entstehung mit der Bildung der Oberfläche des Mars in Beziehung steht, daß sie also nicht auf künstliche Weise hergestellt wurden. Wenn man indessen

seine Aufmerksamkeit gewissen Einzelheiten zuwendet, vor allem die geheimnisvolle Verdoppelung der Kanäle und ihre außerordentliche geometrische Regelmäßigkeit ins Auge faßt, so darf die Idee, daß gewisse Partieen derselben auf die Thätigkeit intelligenter Wesen zurückzuführen seien, nicht als absurd verworfen werden."

Eine große Schwierigkeit bei Annahme der künstlichen Ausführung der Marskanäle durch dort lebende intelligente Wesen bildet die Größe derselben. Mit Recht hat man darauf hingewiesen, daß das Menschengeschlecht trotz aller technischen Hülfsmittel, die ihm heute zu Gebote stehen, nicht imstande sein würde, gleiches auszuführen. Indessen hat Dr. Fleitmann in Iserlohn die Hypothese aufgestellt, daß die Kanäle nichts weiter als Wasserläufe sein dürften, die von Dämmen eingeschlossen werden. Die Dämme selbst brauchen nicht sehr hoch zu sein und die Breite der Kanäle macht nun gar keine Schwierigkeiten, denn die Arbeit der Herstellung zweier Paralleldämme ist nicht größer, wenn ihr Abstand voneinander 100 km als wenn er 200 m beträgt. Daß unter Annahme dieser Hypothese die Ausführbarkeit der Marskanäle wesentlich leichter erscheint, bedarf keiner speciellen Begründung. Freilich bleiben auch jetzt noch Schwierigkeiten genug, vor allem der Umstand, daß dabei die von den Kanälen durchzogene Marsoberfläche als eine Niveaufläche vorausgesetzt werden muß, die nirgendwo durch merkliche Hügel unterbrochen ist, von Gebirgen ganz zu schweigen. Nun wissen wir, daß auf unserer Erde unter dem Einflusse der Verwitterung und des Wassers eine Art Nivellierung stattfindet, die Höhen werden abgetragen und der Schutt zur Ausfüllung der Tiefen verwendet. Man hat diese nivellierende Thätigkeit des Wassers schon früher darauf angesprochen, daß sie im Verlauf genügend langer Zeit die Erdoberfläche bis zur Gestalt des Normalsphäroids abtragen müsse, und ein gleiches Endergebnis könnte auf dem Mars heute längst eingetreten sein. Allein bei genauerer Betrachtung ergiebt sich, daß die erforderliche Ausgleichung der oberflächlichen Höhenunterschiede durch Verwitterung doch niemals eintreten kann, ja die neueren geologischen Anschauungen führen dazu, anzunehmen, daß die Erdoberfläche in früheren Epochen weit gleichmäßiger war als heute und die nivellierende Thätigkeit der Atmosphärilien weit überwogen wurde durch den Zusammenbruch der oberflächlichen Erdschichten, welcher die Entstehung der Kontinente und Gebirge einerseits und der tiefen Meeresbecken anderseits erst ermöglichte. Wir wissen daher durchaus nichts sicheres darüber, wodurch die Marsoberfläche geebnet worden ist, allein wir müssen eine solche Nivellierung annehmen, wenn wir in den feinen Linien ein wirkliches Kanalsystem voraussetzen.

Die oben mitgeteilten Erklärungen Schiaparellis über die Rolle der Schneeschmelze an den Marspolen setzen voraus, daß auf jenem Planeten im wesentlichen kein Regen fällt. Allein wenn die Schmelzwasser von den Polen her gegen die äquatorialen Gegenden hin alljährlich abfließen, so ist unbedingt erforderlich, daß sie größtenteils auch wieder in die Polargegenden zurückkommen und zwar durch die Atmosphäre. Es muß also auch auf dem Mars eine starke Verdunstung stattfinden und die feuchten Luftschichten müssen durch eine Art obern Passatwind nach dem entsprechenden Pole zurück-

transportiert werden und dort ihren Wasserdampf in Gestalt von Schnee wieder niederschlagen. Auf dem Mars existiert also notwendig auch eine Art Kalmenzone, wie auf unserer Erde, aber bei uns bildet diese einen gewaltigen Wolkenring rings um den ganzen Erdball, und zwar weil die in die Höhe der Atmosphäre emporgestiegene feuchte Luft dort oben ihren Wasserdampf verdichten muß. Wenn nun auf dem Mars auch die oceanischen Wassermassen erheblich geringer sind als auf der Erde, so ist doch auffällig, daß man bis jetzt keinen solchen nahe dem Äquator befindlichen Wolkenring wahrgenommen hat. Dieses Fehlen zu erklären, wird man wohl auf die gänzlich andere Festlandverteilung auf dem Mars, im Vergleich zu derjenigen der Erde, zurückgreifen müssen. Bei uns ist die Erde in den äquatorialen Gegenden überwiegend von Wassermassen bedeckt, auf dem Mars von einem zusammenhängenden, nur durch schmale Meeresarme zerschnittenen Kontinent. Diese kontinentale Beschaffenheit der äquatorialen Marsgegenden dürfte es sein, welche dort die Bildung eines regenreichen Kalmengürtels verhindert.

William H. Pickering, der den Mars sowohl auf dem Flagstaff-Observatorium als zu Arequipa 1890 bis 1894 unter den günstigsten Umständen beobachten konnte, hat sich über die Wasserverhältnisse auf diesem Planeten ausführlich verbreitet[1]). Er sah zur Frühlingszeit der südlichen Marshemisphäre die angeblichen Meere entschieden grün und diese Farbe verwandelte sich in dem Maße, als die Jahreszeit auf dem Planeten fortschritt, allmählich in ein monotones Grün, das zuletzt in Gelblich überging und dadurch viele Flecke südlich von 50° s. Br. unsichtbar machte. Schon 1892 hat William Pickering zusammen mit Douglas zu Arequipa eine Verlängerung einzelner Kanäle in die sogenannten Meere hinein entdeckt. Diese Kanäle wären schmal und gut definiert, auch wurden sie von beiden Beobachtern gesehen. Handelte es sich um wassererfüllte Meeresbecken, so wären solche Kanalzüge unerklärlich, sind dagegen die Meere nur schwache Depressionen (etwa die Betten ehemaliger Oceane), so ist kein Grund vorhanden, weshalb der Unterschied im Aussehen der fruchtbaren und sterilen Regionen auf dem Mars sich für uns nicht sollte klar und deutlich darstellen.

„Es ist", sagt William Pickering, „fast sicher und ziemlich allgemein angenommen, daß die Atmosphäre des Mars sehr wenig dicht ist. Von dem Augenblick an, wo der Schnee an den Polen zu schmelzen beginnt, muß es am Äquator sehr warm sein. Unter diesen Umständen sollte man eine sehr intensive Verdampfung während des Tages erwarten und eine gleich rasche Kondensation des Wasserdampfes während der Nacht. In der That bildet dieser Vorgang wahrscheinlich die Cirkulation des Wassers auf dem Mars, wie solches die Anwesenheit des Schnees an den Polen bezeugt. Indessen, wenn dort große, freie Wasserflächen vorhanden wären, müßte die Atmosphäre auf der Tagesseite des Planeten sich häufig so sehr mit Wasserdampf sättigen, daß daselbst Wolken entständen. In Wirklichkeit sind aber auf dem Mars, abgesehen von der Lichtgrenze, Wolken überaus selten, während wir sie sehr häufig wahrnehmen müßten. Wenn ferner daselbst Wasser in großen Mengen

[1]) Bull. Soc. Astr. de France, 1899, p. 171.

vorhanden wäre, müßte Mars mit ebenso schweren Eiskalotten an den Polen bedeckt sein, wie die Erde. Aber trotz seiner großen Entfernung von der Sonne schmilzt auf dem Mars der Polarschnee im Sommer völlig fort, während er auf der Erde dauernd bleibt. Wenn dagegen Wasser auf dem Mars nur in geringer Menge vorhanden ist und vor allem durch Verdampfung und Kondensation verteilt, so muß dort ein excessives Klima herrschen mit sehr heißen Tagen und kalten Nächten. Die Polarkalotten würden hiernach in Wirklichkeit nicht Schneezonen sein, sondern mehr von einer Art Reif bedeckte Regionen, so daß es sich nicht um Schneebedeckung von vielen Metern Höhe, sondern nur höchstens um dünne Schichten, die im allgemeinen nur den Bruchteil eines Meters Höhe besitzen, handelt. Wenn ferner Mars, wie es wirklich der Fall ist, eine Atmosphäre besitzt, so muß der Himmel dort am Tage mehr oder weniger hell sein und sein Licht von den Meeresflächen reflektiert werden. Er muß daher in allen Richtungen, mit Ausnahme der vertikalen, polarisiert erscheinen." Pickering hat nun in Arequipa wiederholt die Oberflächen der angeblichen Meere mit einem Doppelbildprisma untersucht und ebenso zu Flagstaff mit einem Polariskop nach Arago, welches empfindlicher ist. Zu Arequipa glaubte er ein- oder zweimal einige Spuren von Polarisation in einem außergewöhnlich dunkeln Teile der Syrtis magna zu erkennen. Da dies zu einer Zeit kurz nach dem Schmelzen der Polarkalotte geschah, so ist es möglich, daß dort eine sumpfige Region vorhanden war. „Indessen", sagt Pickering, „bin ich dessen nie sicher gewesen und zu Flagstaff habe ich mit Hülfe eines sehr viel empfindlichern Instruments niemals die geringste Spur von Polarisation wahrgenommen, gleichgültig, welches „Meer" untersucht wurde. Gleichzeitig aber zeigte die blauschwarze Fläche rings um die Polarkalotte, wo diese in raschem Zusammenschwinden war, sehr deutliche Polarisation, was mich in der Überzeugung bestärkt, daß diese Erscheinung wirklich durch die Gegenwart von Wasser verursacht wird." W. Pickering kommt dadurch zu der Annahme, daß die sogenannten Meere des Mars nichts anderes sind als ausgedehnte Flächen, welche von Vegetation bedeckt werden, und daß die Kanäle sehr schmale Vegetationsgebiete bilden, welche sich rechts und links aus uns unsichtbaren Wasserläufen entwickeln. Die rötlich scheinenden Flächenteile des Planeten sind Wüsten, deren Ausdehnung infolge des Wassermangels bedeutend größer ist als diejenigen unserer irdischen Wüsten.

Johnstone G. Stoney hat aus der kinetischen Gastheorie sogar die Folgerung abgeleitet [1]), daß auf der Marsoberfläche infolge der Schwäche der dortigen Gravitation überhaupt kein Wasserdampf vorhanden sein könne, indem dessen Moleküle sich längst in den Weltraum zerstreut haben müßten. Die Polarkalotten würden vielmehr aus Schneehüllen von Kohlensäure gebildet.

Die Monde des Mars.

Die Nachforschung nach etwaigen Trabanten des Mars ist in den sechziger Jahren von d'Arrest am $10^1/_4$ zölligen Refraktor der Sternwarte zu

[1]) Astrophys. Journal, Vol. 7, p. 30.

Kopenhagen systematisch betrieben worden, doch ohne Erfolg [1]). Er kam zu dem Ergebnisse, daß kein solcher Mond vorhanden sei, der auch nur zwei oder drei Meilen Durchmesser besitze. Während der sehr günstigen Opposition von 1877 nahm Prof. Asaph Hall diese Nachforschungen am 26 zölligen Refraktor zu Washington wieder auf [2]) und fand nach längerm fruchtlosem Suchen am 11. August ein lichtschwaches Sternchen in der Nähe des Planeten, dessen wahre Natur als Satellit infolge ungünstiger Witterung erst am 16. sicher erkannt wurde. In der Nacht des 17. August wurde bei fortgesetzter Beobachtung dieses Mondes noch ein zweiter, lichtschwächerer Trabant von Hall entdeckt. Die Beobachtungen dieser kleinen Monde konnten in Washington bis zum Oktober fortgesetzt werden und in den folgenden Oppositionen sind sie zum Teil mit wesentlich schwächeren Instrumenten wiedergesehen worden. Der äußere Mond erhielt vom Entdecker den Namen Deimos, der innere den Namen Phobos. Bei der Opposition von 1890 hatten beide Monde nur 0,6 der Helligkeit, welche sie bei ihrer Entdeckung am 26-Zoller zu Washington zeigten. Am 36-Zoller der Lick-Sternwarte sind sie gleichwohl ohne Schwierigkeit gesehen worden, und zwar im nämlichen Gesichtsfelde mit Mars selbst, ohne daß letzterer verdeckt zu werden brauchte. Zu verschiedenen Malen wurden sie sogar von ungeübten Personen, die kamen, um durch das große Instrument zu sehen, aufgefunden. Während der Monate April und Mai 1890 wurden von zwei der Astronomen des Lick-Observatoriums sorgfältige Nachforschungen nach etwaigen neuen Marsmonden angestellt, doch waren die Witterungsverhältnisse nicht eben günstige. Das Resultat war, daß innerhalb der Bahn des Deimos kein anderer Mond existiert, welcher auch nur ein Viertel der Helligkeit dieses letztern besitzt. Es ist dagegen möglich, obgleich nicht wahrscheinlich, daß ein so schwacher Satellit außerhalb der Bahn des Deimos oder innerhalb derjenigen des Phobos existieren könnte [3]).

Nach den photometrischen Messungen E. Pickerings [4]) ist die mittlere Oppositionshelligkeit des Phobos = 12,68 Größe, des Deimos = 12,74 Größe, woraus unter Voraussetzung der gleichen Reflexionsfähigkeit mit Mars als wahre Durchmesser folgen:

Phobos	8,6 km
Deimos	8,4 „

Nach den Beobachtungen und Rechnungen von Prof. Hall sind folgendes die Bahnelemente beider Trabanten:

	Deimos	Phobos
Umlaufsdauer	$30^h\ 17^m\ 54{,}38^s$	$7^h\ 39^m\ 13{,}94^s$
Mittlere Distanz vom Centrum des Mars . . .	6,921	2,771
Excentrizität	0,005741	0,032079
Neigung der Bahn gegen die Ekliptik	$25^0\ 47{,}2'$	$26^0\ 17{,}2'$

[1]) Astr. Nachr., Bd. 66, S. 74. — [2]) Hall, Obs. and orbits of the Satellites of Mars. Washington 1878. — [3]) Publ. Astr. Soc. of the Pacific, 1891, 3, p. 14. — [4]) Annales of the Obs. of Harvard College, Vol. XI, p. 226, 311.

Beide Monde bewegen sich sehr nahe in der Ebene des Äquators des Mars und werden in dieser infolge der Abplattung des Planeten erhalten, wie J. C. Adams[1]) und F. Tisserand[2]) gezeigt haben. Aus den Beobachtungen der Satelliten zu Washington 1877, 1879 und 1892 und aus eigenen Messungen in Pulkowa 1894 hat H. Struve die Apsiden- und Knotenbewegungen beider Monde abgeleitet[3]) und hieraus auf die Abplattung des Mars geschlossen, die er $= 1/190$ findet, d. h. viel zu klein, um durch direkte Messungen nachgewiesen werden zu können.

Die Gruppe der kleinen Planeten.

Die kleinen Planeten zwischen den Bahnen der Erde und des Jupiter nehmen eine exklusive Stellung in unserm Planetensystem ein, einerseits wegen der stark gegen die Ekliptik geneigten, ineinander verschlungenen und sehr excentrischen Bahnen, anderseits wegen ihrer großen Anzahl bei ungemein geringer Größe und unbestimmbar kleiner Masse der einzelnen Individuen.

Will man diese Planetoidengruppe als eine Zone räumlicher Scheidung zwischen den großen, schnell rotierenden äußeren, und den dichteren, vielfach miteinander übereinstimmenden inneren Planeten betrachten, so darf man indes nicht übersehen, daß nach unseren dermaligen Kenntnissen diese trennende Zone einen weit größern Durchmesser besitzt, als der Radius der Sphäre, die den inneren Planeten angewiesen ist. Die meisten Planetoiden bleiben stets außerhalb der Bahn des Mars, aber nach Entdeckung des Eros (1898) ist die frühere Annahme, daß diese Bahn gewissermaßen eine innere Grenze für den Asteroidengürtel bilde, hinfällig geworden; ja Mars besitzt in seiner geringen Größe und Masse, sowie der beträchtlichen Excentrizität seiner Bahn Eigentümlichkeiten, welche auf eine Verwandtschaft mit den Asteroiden hindeuten. Der Raum, der zwischen dem innersten und äußersten bekannten Planetoiden, in den extremen Distanzen derselben liegt, ist in seiner Breite dem Durchmesser der Erdbahn gleich und übertrifft die halbe große Achse der Bahn des Mars um 9 Millionen Meilen. Auf diesem ungeheuren Raume bewegen sich nach unseren jetzigen Kenntnissen fast fünfhundert Asteroiden, von denen am Schlusse des Jahres 1899 im ganzen 444 nach Sicherung ihrer Bahnen mit fortlaufenden Nummern und meist auch mit bestimmten Namen versehen waren[4]).

Der erste kleine Planet wurde am 1. Januar 1801 zufällig von Piazzi entdeckt, als dieser Astronom einen Druckfehler in Wollastons Sternverzeichnis, durch Positionsbestimmung am Himmel selbst, berichtigen wollte. Schon lange vor diesem glücklichen Zufalle hatte eine vergleichende Betrachtung der Planetenintervalle den nimmer ruhenden, spekulativen Kepler auf die Idee einer planetenlosen Kluft (hiatus) zwischen Mars und Jupiter gebracht, der er

[1]) Monthly Notices Royal Astr. Soc., 1879, Nov., p. 10. — [2]) Compt. rend. Acad., Paris 1879, p. 961. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3302. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3570.

einen, wahrscheinlich wegen seiner ungemeinen Kleinheit noch nicht gesehenen Wandelstern anwies.

Titius bemerkte 1772, daß der Abstand der Planeten ungefähr nach der Formel $4 + 2^{n-2}.3$ zunehme, wenn man den Abstand des Saturn von der Sonne $= 100$ setzt. Dieses etwas prunkvoll sogenannte „Gesetz", das auch Bodes Namen trägt, ward später von Wurm dadurch mit der Wirklichkeit noch etwas mehr in Einklang gebracht, daß der Erdabstand $= 1000$ angenommen, und die mittlere Distanz der Planeten nach der Formel: $387 + 2^{n-2}.293$ ausgedrückt wurde. Doch auch in dieser Gestalt bleiben noch bedeutende Differenzen übrig, besonders beim Neptun. Jedenfalls hat diese Progression nichts zur Entdeckung des großen Schwarmes kleiner Planetoiden beigetragen.

Die erste Nachricht von der Auffindung der Ceres verbreitete sich in Deutschland im April 1801. Man beschrieb den Planeten als Komet ohne Nebel, der bei 56° Entfernung von der Opposition rechtläufig geworden. Aus dieser Bemerkung schlossen Zach und Bode sofort, daß es sich um einen Planeten zwischen Mars und Jupiter handle [1]). Piazzis erste Beobachtungen reichten vom 1. Januar bis zum 11. Februar 1802 [2]). Nach der Konjunktion gelang die Wiederauffindung des kleinen Planeten unter Annahme der Gaußschen Ellipse, Olbers, am 1. Januar 1802, nachdem schon v. Zach die Position des kleinen Gestirns im Dezember 1801 notiert hatte [3]), dasselbe aber erst einige Tage nach Olbers als die Ceres erkannte.

Es wird nicht beabsichtigt, an dieser Stelle eine Aufzählung sämtlicher Planetoiden, der Zeitpunkte ihrer Auffindung, ihrer genäherten Bahnen und scheinbaren Helligkeiten zu geben, dagegen muß darauf hingewiesen werden, daß die Art und Weise der Aufsuchung neuer Planeten sich durch Anwendung der Photographie wesentlich verändert hat. Die früheren Planetoiden-Entdecker, Hind, Luther, Chacornac, Watson, Palisa und alle anderen, bedienten sich der Okularmethode, indem sie den jeweiligen Sternbestand kleiner Regionen des Himmels mit den von ihnen ununterbrochen vervollkommten Sternkarten verglichen. Auf diesem mühevollen Wege sind bis zum 27. November 1891 (nebst den zufälligen Entdeckungen der drei ersten) im ganzen 322 Planetoiden aufgefunden worden. Dann begann durch Max Wolf in Heidelberg die Anwendung der Photographie unter Benutzung eines Objektivs von kurzer Brennweite, welches eine größere Fläche des Himmels aufzunehmen gestattet [4]). Auf diesem Wege gelang es Wolf am 22. September 1891, den verloren gegangenen Planeten (275) Sapientia wiederzufinden und gleichzeitig einen neuen (323) Brucia zu entdecken. Die Methode Wolfs wurde sofort von Charlois in Nizza adoptiert und beide Astronomen erzielten mittels derselben eine reiche Ernte an bisher unbekannten und größtenteils sehr lichtschwachen Planetoiden.

Wolf benutzte anfangs [5]) eine 5zöllige Porträtlinse, seit Februar 1892 dagegen eine 6zöllige von Voigtländer mit dem Verhältnis 1 : 5 zwischen Öffnung und

[1]) v. Zach, Monatl. Korrespondenz, Bd. 3, S. 602, 605, 607. — [2]) A. a. O., Bd. 4, S. 559. — [3]) A. a. O., Bd. 5, S. 90, 172. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3092. — [5]) Astr. Nachr., Bd. 139, S. 97.

Brennweite. Für die Planeten 12. und 13. Größe ist die Dauer der Belichtung $1^1/_2$ bis 2 Stunden. Während der Aufnahme wird sorgfältiges Pointieren erforderlich, da bei der großen Schärfe der Bilder schon ganz kleine Bewegungen die Bilder der Sterne länglich werden lassen. Die Striche der bewegten Planeten neben den Punkten der Fixsterne auf der Platte lassen dann verhältnismäßig leicht die Planeten erkennen, vorausgesetzt, daß sie eine genügende Helligkeit besitzen. Um indessen einen sichern Schluß ziehen zu können, muß man mindestens zwei Platten der gleichen Himmelsgegend besitzen. Behufs Abkürzung der aufreibenden Arbeit benutzt Wolf noch ein zweites 6zölliges Objektiv. Das Verfahren ist dann folgendes: Zuerst wird eine Stunde lang nur der eine Apparat geöffnet, hierauf während der zweiten Stunde beide, dann der erste Apparat geschlossen und der zweite noch eine Stunde pointiert. Die Arbeit des Absuchens der Platte ist nicht leicht und erfordert viele Zeit. „Die Platte wird mit der Schichtseite schräg nach unten auf ein Gestell gelegt, das wie ein Retouchierpult gebaut ist. Auf die Rückseite der Platte hält man mit der Hand eine Aufsatzlupe und sucht damit die Platte Gesichtsfeld um Gesichtsfeld genau ab und vergleicht sie mit der danebenliegenden Vergleichsplatte.

Kommt es darauf an, Planeten von langsamer Bewegung oder großer Lichtschwäche zu finden, so muß man oft einen andern Weg einschlagen. Man legt dann die beiden zu vergleichenden Platten aufeinander, bei beiden die Schichtseite nach unten, so daß bei geradem Hindurchsehen die Sterne sich bedecken. Beim seitlichen Verschieben des Auges sieht man die Bilder nebeneinander und kann sie so leicht vergleichen. Schaut man gerade hindurch, so treten die korrespondierenden Objekte hintereinander und erscheinen in verstärkter Deutlichkeit. Hierzu ist also eine Lupe von ziemlich großem Abstand erforderlich, damit man die Bilder gleichzeitig noch einigermaßen scharf sieht. Ferner sind klare Platten ein Erfordernis; sonst sieht man beim Aufeinanderlegen zweier Platten wegen der Dunkelheit nichts mehr.

Sehr sinnreich ist das Verfahren von Pickering[1]), die Vergleichsplatte von vornherein als Spiegelbild, also durch das Glas aufzunehmen. Dann kann man Schicht unmittelbar auf Schicht legen und hat stets scharfe Bilder von beiden Platten gleichzeitig beim Untersuchen mit der Lupe. Ich konnte mich nur deshalb nicht dazu verstehen, weil ich nicht beim Photographieren durch das oft sehr schmutzige und schlierige Glas hindurch den ganzen Erfolg auf das Spiel setzen wollte. Denn es handelt sich bei schwachen Planeten um minutiöse Eindrücke, welche die geringste Zufälligkeit stört. Im Laufe der Zeit sind noch zwei andere sinnreiche Methoden bekannt geworden, photographische Platten zu vergleichen. Bei der einen[2]) soll zuerst von der Vergleichsplatte ein Diapositiv hergestellt werden. Dasselbe wird dann auf die Platte gelegt, wodurch alle durchsichtigen Stellen des Diapositivs mit den geschwärzten Stellen des ersten Negativs zur Deckung gebracht werden. Wo Licht noch hindurchdringt, hat eine Lageveränderung eines Objektes stattgehabt. Leider scheitert diese dem Princip nach äußerst schnelle Methode an den vielen Unreinlichkeiten, die sich in den kleinsten Teilen der Platten finden. Man muß dann doch fortgesetzt zu der Originalplatte zurückgreifen und braucht die doppelte Zeit. Etwas besser ist die stereoskopische Methode[3]), die ich bereits vor 1890 zusammen mit Dr. Lenard versucht habe. Auch hier machen die Unreinlichkeiten der Platten die Arbeit zeitraubender, als bei direkter Vergleichung; denn man ist gezwungen, die Platten fortgesetzt herauszunehmen und, wie stets, unter verschiedenen Beleuchtungswinkeln zu betrachten. Das Justieren verursacht dann jedesmal von neuem Zeitverlust. Es blieb daher doch als der sicherste und einfachste Weg, die Vergleichsplatten selbst unmittelbar aufeinandergelegt zu vergleichen.

Die Unreinlichkeiten erkennt man meistens leicht durch Hin- und Herbewegen der Lupe oder des Auges, wobei ein heller Rand um jede Unreinlichkeit sichtbar wird; oder durch Betrachtung der Platte im reflektierten Licht unter verschiedenen

---

[1]) Astron. and Astrophysics, 1894. — [2]) Barnard in Astr. Nachr., Nr. 3101. — [3]) Förster und Wellmann in Astr. Nachr., Nr. 3122.

Winkeln. Schwerer sind die sogenannten falschen Sterne und falschen Nebelflecke von wahren zu unterscheiden. Hierzu muß man stets mehrere Platten haben." (Wolf.)

Die scheinbaren Helligkeiten der Glieder der Planetoidengruppe sind sehr verschieden. Bei den vier ältesten, Ceres, Pallas, Juno und Vesta, sind die mittleren Oppositionshelligkeiten resp. 7,2., 7,6., 9,0. und 6,0. Größe [1]), die späteren sind sämtlich schwächer und durchschnittlich nimmt mit dem Fortschritt der Entdeckungen die Helligkeit der neu gefundenen Asteroiden ab. Die mittleren Helligkeiten sind in Sterngrößen für die Planetoiden 1 bis 100: 10,6; 101 bis 200: 11,6; 201 bis 300: 12,6; 301 bis 400: 12,5, unter den letzteren sind nur vier, welche in mittlerer Opposition bis zur 9. Größe ansteigen, dagegen 280 von 12. Größe und darunter. Je nach der Entfernung von der Erde und der Stellung zur Sonne wechselt die scheinbare Helligkeit der einzelnen Asteroiden erheblich, am bedeutendsten ist sie für den Planetoiden Eros, der in seiner Erdnähe fast einem Stern 6,5. Größe gleichkommt, aber bis zur 12. Größe abnehmen kann. Ob neben diesen scheinbaren auch wirkliche Helligkeitsänderungen bei einzelnen Asteroiden vorkommen, ist zweifelhaft. In den ersten Jahren nach Auffindung der vier größeren, glaubte man bedeutende periodische Lichtänderungen derselben wahrzunehmen, die von Olbers und Schröter teils durch eine unregelmäßige Gestalt, teils durch veränderliche Atmosphäre oder eigene Lichtentwickelung dieser Weltkörper erklärt wurden. Später wollen Fergusson im März 1851 an der Viktoria, Goldschmidt 1863 am Planetoiden Pales Schwankungen der Helligkeit erkannt haben, die bei dem letztgenannten nach Goldschmidt auf eine 24stündige Rotation deuten sollen. Sicherer sind die von Tietjen bei Melete und Niobe, von C. F. Peters an Frigga, von Harrington an Vesta und von Pickering an Ceres wahrgenommenen Helligkeitsänderungen. Dieselben deuten jedoch nicht auf eine Rotation dieser Planeten, sondern sind, wie die photometrischen Untersuchungen von G. Müller ergeben haben, lediglich durch die veränderliche Phase dieser Asteroiden zu erklären [2]), also auf die wechselnden Beleuchtungsverhältnisse zurückzuführen.

Keiner der Planetoiden zeigt im Fernrohre eine deutliche Scheibe wie die Jupitersmonde. Schröter glaubte zwar bei der Pallas auf einen Durchmesser von 380 Meilen schließen zu müssen, allein die gleichzeitigen Schätzungen Herschels gaben nur 22, Lamonts spätere Messungen 145 Meilen. Den Durchmesser der Ceres fand Schröter zu 3,48″ = 350 Meilen, dagegen Herschel 0,351″ = 35 Meilen, doch glaubte letzterer, daß diesen Planetoiden eine Atmosphäre umhülle, die seinen Durchmesser vier- bis fünffach übertreffe. Von solchen Atmosphären haben die späteren Beobachtungen an besseren Instrumenten keine Spur gezeigt. Mädlers Messungen der Vesta (1847) am Dorpater Refraktor gaben der Vesta einen Durchmesser von 66 Meilen, bei ähnlichen mit der Juno angestellten Versuchen hat Mädler nie eine meßbare Figur wahrnehmen können. In neuester Zeit hat E. E. Barnard am 36zölligen Lick-Refraktor bei 1000facher Vergrößerung Ceres,

[1]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 378. — [2]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 376.

Pallas und Vesta in günstiger Stellung als deutliche Scheibchen gesehen [1]). Seine Messungen ergaben (für die Entfernung 1,0) folgende scheinbare und wahre Durchmesser:

Ceres	1,330″	(779 km)
Pallas	0,605″	(489 „)
Vesta	0,527″	(391 „)

Ceres erschien während der Messungen augenscheinlich als größere Scheibe wie die beiden anderen Planetoiden. Berechnet man aus diesen wahren Durchmessern und den mittleren Oppositionshelligkeiten die Reflexionsfähigkeit dieser Planetoiden, so würde Ceres das Licht etwas stärker reflektieren als Merkur, Pallas als Mars und Vesta sogar etwas die Venus übertreffen [2]). Mit Recht bemerkt G. Müller, daß so starke Albedounterschiede bei diesen kleinen Planeten unwahrscheinlich sind; namentlich scheine der Wert für Vesta, der eine nahezu spiegelnde Oberfläche oder eigenes Licht bei diesem Planeten bedinge, kaum mit unseren Anschauungen über die Entstehung und Beschaffenheit der kleinen Himmelskörper vereinbar. Indessen müßte bei geringem Reflexionsvermögen Vesta erheblich größer im Durchmesser erscheinen, etwa der Ceres gleich, was Barnard entschieden in Abrede stellt. Die früheste Verwendung photometrischer Beobachtungen in Verbindung mit der Annahme einer bestimmten Reflexionsfähigkeit zur Berechnung der Durchmesser der Asteroiden, welche von Stampfer [3]) vorgeschlagen, später von Argelander, Bruhns und Stone ausgeführt worden ist, lieferte wegen Nichtberücksichtigung der Phase zu kleine Werte. Genauere Messungen von G. Müller ergeben unter der Annahme, daß die Albedo der kleinen Planeten entweder gleich der des Merkur oder gleich derjenigen der Venus sei, Grenzwerte für die Durchmesser [4]). Für Ceres fand sich 857 bis 684, für Pallas 662 bis 529, für Juno 329 bis 263, für Vesta 939 bis 750, für Iris 273 bis 218, für Flora 210 bis 168, für Massalia 239 bis 190, für Harmonia 147 bis 117, für Nausikaa 163 bis 130, für Eurydice 63 bis 50, für Prymno 41 bis 33 km, so daß also thatsächlich unter den lichtschwächsten kleinen Planeten Weltkörper von wenigen Meilen Durchmesser vorhanden sind.

Jupiter.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Leverrier): $a = 5{,}202798$; $e = 0{,}0483351 + 0{,}000001662$; $\pi = 12^\circ\,43'\,14{,}5'' + 57{,}939''$; $\Omega = 99^\circ\,26'\,35{,}6'' + 36{,}379''$; $i = 1^\circ\,18'\,31{,}1'' - 0{,}205''$; $\mu = 299{,}12836''$; Masse $= 1 : 1047{,}35$ (nach Newcomb). — Mittlerer scheinbarer Äquatorialdurchmesser in der Entfernung $1 = 194{,}6''$; Rotationsdauer $9^h\,55^m$.

Jupiter, der Osiris der Ägypter, den die Griechen bisweilen φαέθων und die Inder aus nicht bekannten Gründen Brihaspati (Herr des Wachsens)

[1]) Astr. and Astrophysics, Nr. 125, p. 341. — [2]) Müller, Photometrie der Gestirne, S. 380. — [3]) Sitzungsber. d. K. K. Ak. zu Wien, Bd. 7, S. 756. — [4]) Müller, a. a. O., S. 378.

nannten, ist nach der Sonne der größte und massenhafteste Körper unseres Systems und ein großes Objekt für die teleskopische Beobachtung. Monatelang stellt er sich dem Auge intensiv glänzend dar und erreicht zur Zeit der Opposition, wie schon Galilei wußte, eine solche Helligkeit, daß die von ihm beleuchteten Gegenstände deutliche Schatten werfen. Selbst in kleinen Ferngläsern bietet dieser Planet ein interessantes Schauspiel, und zwar nicht nur weil sein scheinbarer Durchmesser ziemlich bedeutend ist, sondern auch wegen seines Gefolges von vier hellen Monden, deren Bahnebenen nahezu in der Gesichtslinie zur Erde liegen. Infolgedessen scheinen sich die Jupitermonde in geraden Linien zu bewegen, indem sie sich bald von dem Planeten entfernen, bald zu ihm hineilen, bald auch in seinem Schatten verschwinden oder über seine Scheibe hinwegziehen.

In der günstigsten Opposition ist Jupiter fast genau so hell als Mars in seiner günstigsten Opposition, und etwa eine Größenklasse schwächer als Venus in durchschnittlicher Lichtstärke. In der Nähe der Konjunktion ist er noch immer etwas heller als Sirius und Maximum und Minimum seiner meßbaren Helligkeiten verhalten sich wie 2,5 : 1 [1]). Eine Einwirkung der Phase auf die Helligkeit des Jupiter ist aus den bisherigen photometrischen Messungen nicht nachweisbar. Alle bisherigen Messungen, besonders die Potsdamer, lassen kein Anwachsen der Helligkeit in der Nähe der Opposition erkennen, woraus folgt, daß Jupiter in seinem photometrischen Verhalten vom Monde, dem Merkur, der Venus und den Asteroiden völlig verschieden ist und man bei ihm eine wesentlich andere physische Beschaffenheit als bei diesen Planeten annehmen muß, nämlich eine außerordentlich dichte, von Wolkengebilden erfüllte Atmosphäre, welche in überwiegendem Maße die Sonnenstrahlen zurückwirft [2]). Diese Ansicht wird bestätigt durch das große Reflexionsvermögen des Planeten, welches gemäß den Potsdamer Messungen (nach Seeligers Definition) = 0,821 ist. Die Frage, ob die Gesamthelligkeit des Jupiter periodischen Veränderungen unterliegt, scheint nach den Potsdamer Messungen 1878 bis 1890 bejaht werden zu müssen. In derselben tritt deutlich hervor, daß die Helligkeit des Planeten von 1878 bis 1884 beständig zunahm, von da ab aber wieder kleiner wurde. Am hellsten war der Planet um die Zeit des Sonnenfleckmaximums (1884), am schwächsten zur Zeit der Minima (um 1879 und 1889), der Unterschied beträgt aber nur 0,2 Größenklasse, so daß die Frage noch nicht sicher entschieden ist [3]).

1. Masse. Die Masse Jupiters ist eins der wichtigsten Elemente im Sonnensystem und ihre möglichst scharfe Ermittlung auf verschiedenen Wegen angestrebt worden. Von den früheren Bestimmungen sind nur diejenigen Bessels von Gewicht, die aus den Beobachtungen der vier Trabanten nach der Neuberechnung von Prof. Schur [4]) zu dem Werte $\frac{1}{1048{,}627}$ der Sonnenmasse führen. Schur findet aus seinen eigenen Beobachtungen 1876,

---

[1]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 381. — [2]) A. a. O., S. 382. — [3]) A. a. O., S. 385. — [4]) Akt. d. Leop. Carol. Akad. d. Naturf., Bd. 45, Nr. 3.

sowie 1879 bis 1880 an kleinen Heliometern $\frac{1}{1047{,}232}$, im Mittel aus beiden Beobachtungsreihen unter Berücksichtigung des größern Gewichts der Besselschen Reihe den reciproken Wert der Jupitermasse = 1047,568. Die Störungen des Jupiter in der Bewegung des Saturn, sowie diejenigen der Planetoiden Themis und Polyhymnia, endlich die Wirkungen auf Fayes und Winneckes Kometen haben noch schärfere Ableitungen der Jupitermasse gestattet. S. Newcomb giebt [1]) in seiner Untersuchung dieser Masse nach den Störungen der Polyhymnia die folgende Zusammenstellung der bisher ermittelten Werte und des Gewichts dieser Bestimmungen für den umgekehrten Wert der Jupitermasse:

	Masse	Gewicht
Aus den Beobachtungen sämtlicher vier Monde . . .	1047,82	1
„ der Wirkung auf Fayes Komet (Möller) . . .	1047,79	1
„ den Störungen der Themis (Krüger)	1047,54	5
„ „ „ des Saturn (Hill)	1047,38	7
„ „ „ der Polyhymnia (Newcomb) . .	1047,34	20
„ „ „ von Winneckes Komet (Härdtel)	1047,17	10

Hieraus resultiert als mittlerer Wert 1047,35 und dieser wird voraussichtlich auf lange Zeit als der wahrscheinlichste zu betrachten sein.

2. Größe und Abplattung. Messungen der Dimensionen und der Gestalt des Jupiter sind seit etwa 200 Jahren angestellt worden, allein die meisten, besonders frühere Messungen, zeigen nur geringe Übereinstimmung. So fand Arago aus seinen Messungen in den Jahren 1832 bis 1845 den scheinbaren Äquatorialdurchmesser Jupiters in mittlerer Entfernung 38,01″, den Polardurchmesser 35,79″, die Abplattung also $\frac{1}{17{,}1}$. Mädler fand aus Messungen am kleinen Berliner Heliometer für diese Durchmesser die Werte 38,4″ und 35,9″, die Abplattung daher $\frac{1}{15{,}4}$. Erst die Messungen, welche Bessel 1833 und 1834 am 6zölligen Heliometer zu Königsberg ausführte [2]), führten zu zuverlässigen Werten und ergaben im Mittel für den Äquatorialdurchmesser des Jupiter 37,66″, für den Polardurchmesser 35,24″, für die Abplattung $\frac{1}{15{,}6}$.

Seitdem wurden auch von anderer Seite Messungen der Jupiterscheibe ausgeführt, welche weiter unten zur Sprache kommen; genauere Untersuchungen über die Gestalt der Jupiterscheibe hat jedoch erst Prof. Schur im Herbst 1891 ausgeführt [3]). Seine Absicht war, zu ermitteln, ob die in verschiedenen

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3249. — [2]) Königsberger Beobachtungen, Bd. 19, S. 102. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3073.

Richtungen gegen die Umdrehungsachse bestimmten Durchmesser sich mit der Voraussetzung, daß der Umriß des Planeten eine genaue Ellipse sei, vereinigen lassen. Letzteres ergab sich in der That, und als Endresultat fand sich für die mittlere Entfernung des Jupiter:

Äquatorialdurchmesser	37,428″	Abplattung	$\frac{1}{15{,}54}$.
Polardurchmesser	35,020″		

Schon 1857 hatte Winnecke am 6zölligen Bonner Heliometer eine Reihe von Messungen zu dem nämlichen Zwecke ausgeführt, doch waren dieselben nicht berechnet worden. Schur hat diese Berechnung ausgeführt [1]) und findet folgende Werte:

Äquatorialdurchmesser	37,430″	Abplattung	$\frac{1}{16{,}10}$.
Polardurchmesser	35,106″		

Ebenso ergab sich, daß der Umriß der Jupiterscheibe völlig elliptisch ist. Seitdem hat Prof. Schur in den Jahren 1891 bis 1896 noch eine Reihe von Bestimmungen der beiden Jupiterdurchmesser am 6zölligen Heliometer in Göttingen ausgeführt, welche zu folgenden Werten führte:

Äquatorialdurchmesser	37,423″	Abplattung	$\frac{1}{16{,}3}$.
Polardurchmesser	35,100″		

Derselbe Astronom hat den scheinbaren Defekt der Jupiterscheibe in der Nähe der Quadraturen untersucht und findet, nach Berücksichtigung der Phase, daß der Äquatorialdurchmesser des Jupiter in der Nähe der Quadraturen im Mittel um 0,28″ zu klein gemessen wird. Er war anfangs der Meinung, diese Verkürzung des äquatorialen Durchmessers sei einer Wirkung der Refraktion in der Jupiteratmosphäre zuzuschreiben, insofern dieselbe am vollen und am unvollständig erleuchteten Rande verschieden ist, indessen geht aus der Darstellung von Dr. Anding [2]) hervor, daß die scheinbare Verkürzung des Halbmessers zur Zeit der Quadraturen nur eine Folge der verschiedenen Beleuchtungsverhältnisse der beiden Ränder ist.

Schur giebt folgende Zusammenstellung aller an größeren Heliometern ausgeführten Messungen des Jupiterdurchmessers zur Zeit der Opposition (A bezeichnet den Äquatorial-, B den Polardurchmesser, α die Abplattung):

	A	B	α
Bessel	37,66″	35,24″	1 : 15,6
Johnson	37,31″	35,11″	1 : 16,9
Winnecke	37,39″	35,20″	1 : 17,1
Maine	37,14″	34,94″	1 : 16,9
Bellamy	37,19″	35,02″	1 : 17,1
Schur	37,42″	35,10″	1 : 16,2

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3374. — [2]) A. a. O., Nr. 3095.

Wird den Messungen von Bessel, Winnecke und Schur das doppelte Gewicht wie den übrigen beigelegt, so findet sich im Mittel aus allen Heliometermessungen des Jupiter:

Äquatorialdurchmesser	37,40″	Abplattung	$\frac{1}{16{,}52}$.
Polardurchmesser	35,13″		

3. Streifen und Flecke. Die Jupiterscheibe wird von graubraunen Streifen durchzogen, die meist recht intensiv erscheinen, zuweilen aber auch so schwach sind, daß sie in mäßigen Teleskopen kaum erkannt werden können.

Nach den Untersuchungen von Moll scheint Torricelli der Erste gewesen zu sein, der auf der Jupiterscheibe Streifen wahrgenommen hat. Diese Beobachtungen wurden nach dem Zeugnisse von Riccioli später, am 17. Mai 1630, von Zucchi in Rom soweit bestätigt, daß auch dieser Beobachter Streifen erblickte, die noch 1633 vorhanden waren. Im Jahre 1647 waren sie indes verschwunden, denn Hevel sah damals wohl dunkle Flecke, aber keine Spur von Streifen. Nach Cassini sollen diejenigen Streifen, welche dieser berühmte Astronom 1691 beobachtete, schon seit 40 Jahren bestanden haben.

In lichtstarken Ferngläsern erscheinen diese Streifen bisweilen lebhaft rotbraun, so besonders 1882 bis 1884 der südliche Hauptstreifen. Am deutlichsten erkennt man die Färbung der Streifen, wie ich gefunden habe, wenn man Jupiter am Tage aufsucht und schwache Vergrößerungen anwendet. Man sieht dann nicht nur die rostbraune Farbe, sondern auch verschiedene grünliche und bläuliche Zonen auf der Scheibe des Planeten. Stanley Williams hat[1]) alle vorhandenen Angaben der Beobachter über die Färbung der beiden Äquatorialstreifen des Jupiter gesammelt und kommt unter Zuziehung seiner eigenen Beobachtungen von 1879 bis 1897 zu dem Ergebnisse, daß diese Färbung eine periodische Veränderung von 12jähriger Dauer zeige und zwar so, daß die intensivste Färbung des südlichen Streifens mit der schwächsten des nördlichen zusammenfalle und umgekehrt.

Oft erscheint der eigentliche Äquator des Planeten hell glänzend, und in einem gewissen Abstande nördlich und südlich ziehen sich zwei ziemlich breite graue, gefaserte Streifen quer über die Scheibe, die auf ihren den Polen zugekehrten Seiten von einer Anzahl anderer, schwächerer Streifen begleitet werden. Die einzelnen Fasern, aus welchen diese sämtlichen Streifen bestehen, sind alle von W nach O gerichtet, doch kommen auch bisweilen schräge Stellungen vor, gleichsam als wenn einzelne Fäden der Streifentextur aus der Richtung gefallen wären; ebenso werden die Gürtel nicht selten durch wellenförmige Linien unterbrochen. Die Streifen fand Schwabe meist dunkelgrau, oft braun oder rotbraun; sie zeigen wolkenförmige und verwaschene Flecke und sind an den dem Äquator zugekehrten Grenzen am dunkelsten und beständigsten, so daß, wenn einer oder der andere Streifen verschwunden zu sein scheint, der nördliche an seiner südlichen, der südliche an seiner nördlichen Grenze kennbar bleibt. Dieses Abblassen beginnt mit kleinen, einzelnen knopfförmigen Punkten, wie solche

[1]) Monthly Notices, 1899, Vol. 59, Nr. 7, p. 376.

Lassell [1]) sehr schön abbildet. Schwabe sah sie bei 216facher Vergrößerung am 21. Juli 1853 sehr deutlich, jedoch nicht rund, sondern länglich. Oft gehen der Abblassung große helle Stellen voraus, die zuweilen an beiden Mittelstreifen einander gegenüber auftreten. Auf ähnliche Art nimmt nach Schwabe die Dunkelheit der Farbe zu, so daß sich erst einzelne schwarze, nicht scharf begrenzte Punkte bilden, die zuweilen eine entfernte Ähnlichkeit mit Sonnenflecken haben, jedoch bei weitem nicht die Schwärze und Schärfe der Trabantenschatten besitzen. Auch diese Punkte haben bisweilen korrespondierende auf dem gegenüberliegenden Streifen. Die graue Farbe der Streifen wird durch äußerst feine, graue, parallele Längslinien verursacht, die Schwabe bei günstigen Gelegenheiten am besten mit 144- und 216maliger Vergrößerung erkannte. „Schon seit einer Reihe von Jahren", sagt derselbe, „fand ich, daß der nördliche Mittelstreifen am öftersten abblaßt und stärkeren Veränderungen unterworfen ist, als der südliche. Nur in den Jahren 1829 und 1830, sowie 1842 und 1843 löste sich der südliche bis auf eine Linie seiner nördlichen Grenze auf, wogegen der nördliche dunkel und gut sichtbar blieb. Im Jahre 1855 erschien die Äquatorialzone, die früher immer am glänzendsten und hellsten gewesen war, etwas dunkler als der abgeblaßte, nördliche Mittelstreifen, und in ihrer Mitte bemerkte ich eine äußerst feine, hellgraue Linie, die genau im Äquator zu liegen schien; sie war 1858 größtenteils verschwunden, trat aber bis 1859 an einigen Stellen wieder hervor. Beide Mittelstreifen hatten zu Ende des Jahres 1858 in der Breite soweit abgenommen, daß nur noch ihre beiden, dem Äquator zugekehrten Grenzen schmal, doch deutlich sichtbar waren. Dagegen nahm die südliche Polarzone an Dunkelheit zu, und war mit einem, zuweilen mit zwei dunkleren Streifen durchzogen. Am 10. März und 12. April 1859 waren beide Mittelstreifen auf der uns zugekehrten Halbkugel kaum kenntlich, so daß Jupiter im $3^1/_2$füßigen Fernrohre ohne Streifen zu sein schien. Aber schon im Oktober desselben Jahres erschien der südliche Mittelstreifen wieder breit und dunkel, obgleich die Farbe seine ganze Breite noch nicht ausfüllte; vom nördlichen Mittelstreifen kam die südliche Grenze nur nach und nach deutlicher zum Vorschein" [2]). Manchmal zeigen sich im Innern der beiden Hauptstreifen dunklere, bogenförmige Partieen, so daß die Streifenzonen den Anblick eines Gürtels von eiförmigen Wolken darbieten. Zu gewissen Zeiten erkennt man auf der Jupiterscheibe nur einen Hauptstreifen, der dann über der sonst hellen Äquatorialgegend ruht.

Dies war z. B. 1870 und 1871 der Fall. Die Farbe dieses Streifens fanden die Beobachter in Bothkamp schwach rötlich. „In den meisten Fällen war dieser Streifen mit einer Reihe in einer Linie liegender, weißer Flecken bedeckt, die sich an seiner südlichen Begrenzung hinzogen. Diese Gebilde, deren wolkenartiger Charakter mit dem Bothkamper Instrumente deutlich erkannt wurde, waren in Form und Größe sehr verschieden. Die Längenausdehnung der größeren dieser Wolken schwankte zwischen 2500 und 3000 geogr. Meilen, so daß dieselben ganz enorme Volumina repräsentierten. Ihre Helligkeit veränderte sich in der Weise, daß sie oft nur mit Schwierigkeit zu erkennen waren, während sie zuweilen ein blendendes Licht ausstrahlten. Meistenteils erschienen die in der Mitte der Scheibe befindlichen

[1]) Monthly Notices, Vol. IX, Nr. 2. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 1257.

Wolken am hellsten, jedoch kam es auch vor, daß seitlich stehende eine größere Helligkeit besaßen, als die mittleren. In einem solchen Falle war man wohl zu der Annahme berechtigt, daß diese Wolken in verschiedenen Höhen schwebten und ihr Licht daher in der Atmosphäre des Planeten eine ungleiche Extinktion erlitt. Außer dem beschriebenen Wolkenzuge, welcher die Südseite des Äquatorialstreifens einnahm, wurden auf dem letztern oft noch andere Wolken von geringerer Helligkeit beobachtet, deren Anzahl sehr verschieden war, jedoch zuweilen so beträchtlich wurde, daß der Streifen sich nur wenig von den hellen Teilen der Planetenscheibe abhob" (Lohse). Derselbe Beobachter hat eine Anzahl von sorgfältigen Zeichnungen der Jupiteroberfläche geliefert, von denen nachstehend getreue Nachbildungen in Holzschnitt gegeben sind. Fig. 59 stellt das Aussehen des Jupiter am 28. Februar 1871 $6^h\ 43^m$ mittlerer Zeit von Bothkamp dar. Man erkennt den „Äquatorialstreifen mit zwei Reihen von Wolken, von denen die größeren, südlicher gelegenen mit ihren spitzen Ausläufern übereinandergriffen. Auf der südlichen Hemisphäre schienen bedeutende Veränderungen vor sich zu gehen, da die sonst daselbst beobachteten, getrennten Streifen, bis auf einen, welcher eine Neigung von 4 bis 5° gegen den Äquatorialstreifen zeigte, verschwunden waren. An Stelle derselben war der Planet

Fig. 59.

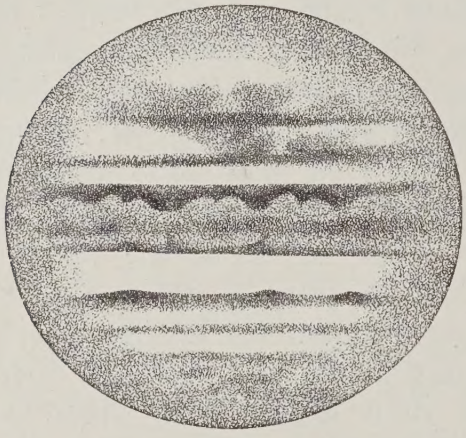
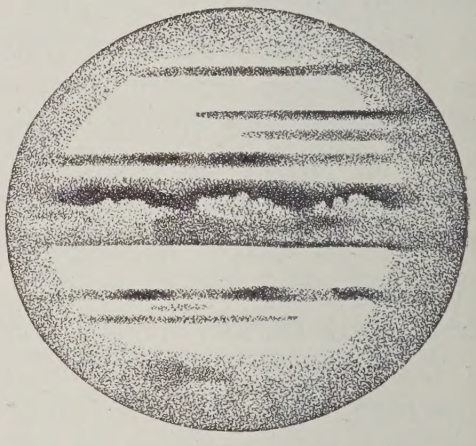


Fig. 60.



mit hellen Wolken bedeckt, die auf einem Grunde von ungleicher Dunkelheit deutlich sichtbar waren." Die Fig. 60 stellt das Aussehen des Jupiter im Bothkamper Refraktor am 1. März 1871 $6^h\ 55^m$ mittlerer Zeit dar. Man erkennt deutlich die auf der südlichen Hemisphäre des Planeten begonnene Streifenbildung. Der Streifen auf der Nordhälfte hat, wie am 28. Februar, drei knotenartige Verdickungen.

Als Ergebnis 11jähriger Beobachtungen des Jupiter bemerkt Dr. O. Lohse[1]) 1881, daß sich ihm die äquatoriale Gegend dieses Planeten stets als eine markierte Zone dargestellt habe, die sich nahe gleichweit vom Äquator nach Norden und Süden ausdehnt. Die äußeren Grenzen dieser Zone zeichnen sich meist durch eine intensivere Färbung aus, während weiter nach der Mitte hin Wolkenzüge beobachtet wurden, die den rötlichen Ton, welcher der Zone eigen ist, partiell verdeckten. Zwei isolierte Streifen, nördlich und südlich vom Äquator, wie manche Beobachter wollen, nimmt Lohse nicht an, sondern ihm ist der Äquatorialgürtel eine einheitliche Erscheinung von beträchtlicher Stabilität. Dies bestätigen nach Lohse auch die Photographieen des Planeten, indem die chemische Wirksamkeit des von der Äquatorialzone ausgesandten Lichtes stets wesentlich von derjenigen der anderen Teile der Jupiteroberfläche unterschieden ist.

[1]) Publik. des Astrophys. Obs. Potsdam, Nr. 9, S. 1 u. ff.

Die eiförmigen, hellen Wolken sind, wie es scheint, von den früheren Beobachtern des Jupiter niemals wahrgenommen worden. Sie kommen zuerst in einer Zeichnung Gruithuisens vom 12. Februar 1838, sowie in einer solchen von Dawes vom 8. März 1851 vor, auch hatte schon Lassell 1850 etwas Ähnliches bemerkt. Dawes hielt diese hellen Flecke für kreisrund, aber Chacornac erkannte größere Unregelmäßigkeiten ihrer Gestalt, woraus er auf ihre wolkenartige Natur schloß. Lohse hat gefunden, daß das Auftreten gefärbter Streifen und die Bildung von hellen, eiförmigen Flecken in der Äquatorialzone Jupiters zusammengefallen ist mit den Zeiten der größten Häufigkeit der Sonnenflecke. Gruithuisen hat bezüglich der Färbung des Jupiterstreifens die Bemerkung gemacht, daß dieselbe um so deutlicher erscheint, je stärker bei ein und demselben Fernrohre die Vergrößerung ist. Aus verschiedenen Versuchen fand er, daß die größere Lichtstärke der Erkenntnis der Färbung nachteilig ist.

Schwabe hat erkannt, daß bisweilen die ganze Jupiterscheibe mit feinen Parallellinien bedeckt ist, die am augenfälligsten in den beiden Mittelstreifen auftreten. Bei recht heiterer und ruhiger Luft sah er (Fernrohr $4^1/_2''$ Öffnung, Vergrößerung 216fach) die feinsten Parallellinien selbst in der hellen Äquatorialzone. Die Polargegenden des Jupiter sind im allgemeinen bleigrau, und man überzeugt sich bei fortgesetzter Beobachtung leicht, daß diese Färbung von zusammenhängenden, bald dunkleren, bald helleren Parallelstreifen herrührt, die sich bisweilen gegen den Äquator zurückziehen und dadurch die Pole etwas heller erscheinen lassen. Niemals aber zeigt einer der Jupiterpole Andeutungen von hellen Flecken, welche mit den Schneezonen des Mars auch nur entfernt zu vergleichen wären.

Die Streifen sind am deutlichsten auf der Mitte der Scheibe und nehmen von hier gegen die Ränder hin ab. Für gewöhnliche Fernrohre von 3″ bis 4″ Öffnung verschwinden sie meist vollständig, wenn sie 50^0, höchstens 60^0 der Jupiterkugel von der Mitte der Scheibe abstehen. In einzelnen Fällen erstreckt sich ein Streifen etwas näher zum einen Rande als zum andern. Sehr kraftvolle Ferngläser zeigen die Streifen sehr nahe bis zu den Rändern der Scheibe, aber auch dann verschwinden sie, ehe sie diese Ränder vollständig erreichen. Die Ursache hiervon ist die dichte Atmosphäre des Jupiter.

In den Streifen zeigen sich bisweilen knotenförmige Verdickungen, daneben treten aber auch häufig große dunkle Flecke auf, die in keinem direkten Zusammenhange mit den Streifen zu stehen scheinen. Dieselben wurden zuerst 1664 von Hooke und im folgenden Jahre von Dominicus Cassini gesehen, und aus ihrer Bewegung schloß letzterer, daß Jupiter sich in $9^h\ 56^m$ einmal um seine Achse drehe. Auch fand Cassini, daß diese Flecke nicht unbeweglich über demselben Punkte der Jupiteroberfläche verharren, sondern Eigenbewegungen zeigen, die auf Stürme in der Atmosphäre jenes Planeten hindeuten. W. Herschel, der den Jupiter seit 1779 wiederholt beobachtete, fand ebenfalls, daß die dunkeln Flecke, die er wahrnahm, keine festen Oberflächenteile, sondern vielmehr wolkenartig seien und durch Winde, ähnlich den Passaten unserer Erde, fortgetrieben würden. Schröter hat gleichfalls die Jupiterflecke genauer beobachtet und kam zu dem Resultate,

daß sie Wolken seien, die von einem in der Atmosphäre des Jupiter wehenden Ostwinde zurückgehalten würden. Die dunkeln Flecke zeigen sich übrigens stets in den Regionen der grauen Streifen, niemals in der Nähe der Pole; nur am 29. Januar 1822 abends 5 Uhr sah Gruithuisen einen elliptischen dunkeln Punkt nahe beim Südpole des Jupiter (Fig. 61). Schwabe beobachtete seit 1829 mehrere dunkle Flecke auf der Scheibe des Jupiter, die bis zum 19. April 1835 gesehen werden konnten und im einzelnen merkwürdige Veränderungen zeigten. Die beiden größten Flecke bildeten sich, nach Schwabe, 1831. Der östlichste davon bestand aus drei dunkeln Punkten, welche bis zum 7. November 1834 nicht ganz scharf begrenzt und mit einem grauen Nebel umgeben waren, so daß dieser Fleck mit 216- und 288maliger Vergrößerung eine außerordentliche Ähnlichkeit mit einem kleinen, behoften Kernflecken der Sonne hatte. Am 29. November 1834 fand Schwabe, daß die Kernpunkte mehr zusammenflossen, schärfer begrenzt und vom nebeligen Hofe befreit waren, so daß der Fleck da, wo er ein wenig tiefer in den

Fig. 61.

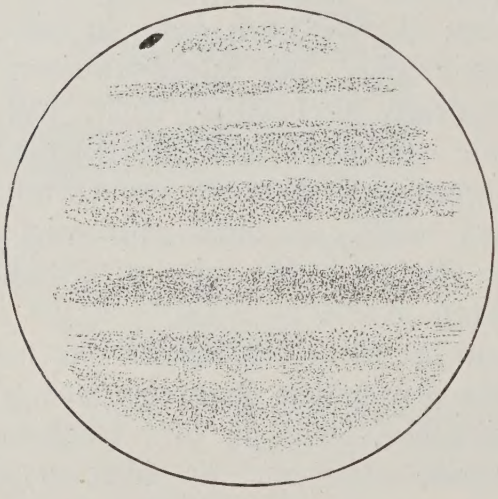


Fig. 62.

grauen Streifen hineinreichte, eine helle Umgebung hatte. Der zweite Fleck lag ziemlich dicht westlich bei dem ersten, bestand 1831 und 1832 aus einzelnen Punkten und zeigte sich seitdem aus zwei großen, scharf begrenzten, dicht nebeneinanderstehenden Punkten zusammengesetzt. Beide Flecke sind vom 3. November 1834 bis zum 19. April 1835 von Beer und Mädler zur Bestimmung der Umdrehungsdauer des Jupiter benutzt worden. Die Beobachter vermuteten, daß der zweite Fleck in dieser Zeit etwas an Größe zunahm. Anfangs war der Streifen, welcher die Flecke enthielt, von nahe gleicher Intensität mit dem südlicher gelegenen; gegen Ende Dezember aber erschienen beide merklich ungleich. Als nach dem 22. Januar 1835 anhaltende Trübheit alle Beobachtungen verhindert hatte, waren am 9. Februar nur noch schwache Spuren des Streifens sichtbar, die immer mehr verschwanden und die Flecke isoliert stehen ließen. Aus den Beobachtungen ergab sich, daß die beiden Flecke sich im Durchschnitt täglich um etwa 3 geogr. Meilen voneinander entfernten, eine Bewegung, die weit hinter der Schnelligkeit eines gewöhnlichen Windes auf der Erde zurückbleibt. In Fig. 62 sind

die beiden Flecke nach den Zeichnungen der Beobachter so wiedergegeben, wie sie sich am 23. Dezember 1834 darstellten.

Ein merkwürdiges Beispiel des raschen Verschwindens eines großen dunkeln Flecks auf dem Jupiter bietet folgende Beobachtung Souths. Am 3. Juni 1839 sah derselbe mittels seines großen Refraktors in dem untern Streifen einen so großen Fleck, wie er bis dahin nie gesehen hatte. Sein Durchmesser wurde auf $^1/_4$ Jupiterdurchmesser geschätzt. South zeigte ihn einigen anwesenden Herren, die ebenfalls über die enorme Ausdehnung staunten und von denen einer eine Zeichnung des Flecks nahm. Währenddessen beschloß South, die Größe des Flecks mittels seines fünffüßigen Äquatorials zu messen. Kaum aber hatte er einen Blick durch dieses Instrument geworfen, als er zu seiner Überraschung sah, daß der große Fleck, außer an seinem östlichen und westlichen Ende, heller als irgend ein anderer Teil der Planetenscheibe geworden war, und nach kaum einer halben Stunde waren einige kleine Punkte die einzigen Überbleibsel eines ungeheuren Flecks von 5000 geogr. Meilen Durchmesser.'

4. Rotation. Die dunkeln und hellen Flecke sind schon frühzeitig zur Ermittlung der Rotation des Jupiter benutzt worden.

Schon Cassini fand aus seinen ersten Beobachtungen der Flecke eine Rotation des Jupiter von $9^h\ 56^m$, doch ergaben seine weiteren Untersuchungen im Jahre 1690 die Umdrehungszeit zu $9^h\ 51^m$; neue Arbeiten 1692 lieferten sogar den noch geringern Wert von $9^h\ 50^m$. Diese Inkongruenzen führten schon damals auf die Vermutung, daß die beobachteten Flecke eine eigene Bewegung auf der Jupiterscheibe hätten, ähnlich vom Winde getriebenen Wolken unserer Atmosphäre. Herschel gab gleichzeitig mit der Bestätigung der Cassinischen Wahrnehmungen zuerst genauere Resultate. Seine Beobachtungen vom Jahre 1778 ergaben die Rotation zwischen $9^h\ 55^m\ 40^s$ und $9^h\ 54^m\ 53^s$; ein heller Fleck in der Nähe des Äquators lieferte im folgenden Jahre Werte, welche zwischen $9^h\ 50^m\ 48^s$ und $9^h\ 51^m\ 45^s$ schwankten.

Schröter hat 1787 eine helle Wolke in dem südlichen Teile der äquatorialen Zone des Jupiter beobachtet, die eine Rotationsdauer von $9^h\ 50^m\ 30^s$ lieferte [1]). O. Lohse glaubt, daß diese Rotationsdauer der wahren Bewegung in der äquatorialen Zone sehr nahe kommt.

Am 4. November 1834 begannen Beer und Mädler eine Reihe von Beobachtungen der Jupiterflecke, hauptsächlich zur Ableitung einer genauen Rotationsperiode, die sie bis zum 19. April 1835 fortsetzten. Zwei Flecke, die im nördlichen Hauptstreifen des Planeten jovicentrisch etwa 24^0 voneinander entfernt standen und eine jovigraphische Breite von $+ 5^0$ hatten, ergaben keine gleichförmige Rotationsperiode. Die Beobachter schlossen hieraus mit Recht, daß sie keine Oberflächenteile Jupiters, sondern allem Anscheine nach atmosphärische Produkte, Analoga unserer Wolken wahrgenommen. Deren verhältnismäßige Größe, Intensität und Konstanz unterscheidet sie allerdings wesentlich von den Erdwolken. Als definitives Resultat nahmen beide Astronomen denjenigen Rotationswert an, der aus den Beobachtungen vom 9. Februar bis zum 10. April folgte, während welcher Zeit beide Flecke eine fast gänzlich übereinstimmende Rotation ergaben und keinen merklichen eigenen Bewegungsunterschied zeigten. Diese Umdrehungsperiode beträgt $9^h\ 55^m$

[1]) Schröter, Beiträge zu den neuesten astron. Entdeckungen. Berlin 1788.

$26{,}5324^s$ mit einer Unsicherheit von $0{,}1733^s$. Die Beobachtungen vor dem 9. Februar ergaben für beide Flecke eine Änderung der gegenseitigen Entfernung, doch bleibt diese eigene Bewegung, von 16 bis 21 Meilen täglich, noch weit hinter der Schnelligkeit eines gewöhnlichen Windes auf unserer Erde zurück.

Nahe um die nämliche Zeit hat auch Airy in Greenwich den Jupiter behufs der Rotationsbestimmung verfolgt und als Umdrehungsperiode erhalten $9^h\ 55^m\ 24{,}2^s$.

Eine genaue Untersuchung über die Rotation des Jupiter hat J. Schmidt angestellt [1]). Ein von ihm vom 15. Mai bis 7. Juli 1862 beobachteter Fleck lieferte als Rotationsdauer $9^h\ 55^m\ 25{,}70^s$ und es fand sich, daß der Fleck während dieser Zeit keine merkliche Eigenbewegung besaß. Ein rundlicher, weißer Fleck im Nordstreifen lieferte zwischen 4. und 13. Juli eine Rotation von $9^h\ 52^m\ 54{,}9^s$, bewegte sich also von W nach O mit einer Geschwindigkeit von fast 3700 m (?) in der Sekunde. Noch größere Eigenbewegung (Rotation: $9^h\ 51^m\ 17{,}7^s$) gab 1865 ein Fleck im Südstreifen, sowie ein heller Fleck im Nordstreifen (Rotation: $9^h\ 52^m\ 8{,}2^s$). Schmidt kam zu dem Ergebnisse, daß sowohl helle als dunkle Flecke, selbst wenn sie dem nämlichen Streifen angehören, verschiedene Werte für die Rotationsdauer ergeben und nur der dunkle Fleck von 1862 keine eigene Bewegung zeigte. Die aus ihm folgende Rotationsdauer könne also zunächst als die wirkliche des Jupiter angesehen werden.

Später [2]) bemerkt J. Schmidt, daß er seit 1851 aus seinen Beobachtungen erkannt habe, daß die weißen Flecke des Jupiter sich durch größere Geschwindigkeit auszeichnen, seit 1880 konnte er auch nachweisen, daß dunkle Flecke eine rasche Bewegung besitzen. Schmidt fand, daß ein kleiner dunkler Fleck in 16^d seinen Ort auf der Jupiterscheibe um 196^0 in der Richtung von O nach W änderte und Ähnliches zeigten andere Flecke. Was die Bewegung der hellen Flecke anbelangt, so erwähnt er eine helle Wolke von der Größe des 3. Trabanten, die in 32^d ihre Rotation $7{,}3^h$ früher durchlief, was einen Überschuß im Sinne der Drehbewegung und in Bezug auf einen festen Punkt der Oberfläche von 124 m pro Sekunde ergiebt.

Diese kleinen weißen Fleckchen sind überaus merkwürdige Erscheinungen und ihre genauere Beobachtung gehört lediglich der neuern Zeit an, ebenso wie die Entdeckung sehr kleiner schwarzer Punkte. Sie gehören der äquatorialen Zone an und nach den Beobachtungen von Hough am 18zölligen Refraktor zu Chicago treten die weißen Fleckchen häufig in Gruppen von 3 bis 4 auf und behalten nicht selten monatelang ihre gegenseitige Lage, während sie mit ihrer Umgebung sehr rasche Bewegungen vollführen. L. Brenner schließt aus seinen Beobachtungen 1895 und 1896, daß kein einziges Gebilde der Jupiteroberfläche (mit Ausnahme des damals sichtbaren roten Flecks) eine gleichförmige Bewegung hat [3]). Stanley Williams kommt zu dem sehr auffallenden Ergebnisse, daß seit 1879 die Rotationsgeschwindigkeit der äquatorialen

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1973. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2353. — [3]) Denkschr. d. K. K. Akad. Wien. Mathem.-naturw. Klasse, 1897.

Gegenden des Jupiter, gemäß der Bewegung der dort sichtbar gewesenen hellen und dunkeln Flecke, sich in langsamer Abnahme befinde [1]). Nach seinen Beobachtungen hat die Rotationsdauer von 1879 bis 1897 um $35{,}6^s$ zugenommen. Das neue Jahrhundert muß in dieser Frage entscheiden, ebenso bezüglich der von mehreren Beobachtern behaupteten ungleichen Rotationsdauer unter den verschiedenen jovigraphischen Breiten.

Kleine schwarze Punkte auf der Jupiterscheibe, die aber keine Trabantenschatten sein konnten, sah Prof. Weineck in Prag am 17. Februar 1884, Baron von Engelhardt in Dresden am 19. Februar und L. de Ball in Lüttich am 28. März. Weineck fand das Fleckchen nach 10 bis 15^m weniger scharf begrenzt und nach einiger Zeit an seiner Stelle eine leichte, markierte Wolke, die auch am folgenden Tage noch schwach zu erkennen war. L. de Ball erblickte vier dunkle Flecken im südlichen Streifen, sie waren länglich und senkrecht zur unteren Begrenzungslinie des Streifens.

Während der Opposition von 1892 hat William Pickering den Jupiter auf der Hochstation zu Arequipa an einem 13zölligen Refraktor beobachtet [2]) und zwar bei ungewöhnlich günstigen Luftverhältnissen. Die Oberfläche des Planeten zeigte sich bestehend aus einer gleichförmigen weißen Masse von Wolken, über welchen ein feiner gazeförmiger Schleier brauner Materie ausgebreitet ist, die unseren Cirruswolken nicht unähnlich erscheint. Dieser bedeckt die ganze Oberfläche des Planeten von Pol zu Pol, ist aber an gewissen Stellen dichter als an anderen. Gelegentlich zeigte sich in dieser Schicht eine runde oder elliptische Lücke von 1″ oder 2″ im Durchmesser, die, falls sie auf einem Streifen steht, leicht gesehen werden kann, aber schwierig wahrzunehmen ist, sobald sie zwischen zwei Streifen auftritt. Diese Lücken sind nach Pickering die wohlbekannten weißen Fleckchen auf dem Jupiter, und sie bieten mit einer oder zwei Ausnahmen die einzigen Regionen, in denen man die oben erwähnte weiße Masse der eigentlichen Fläche des Jupiter klar sehen kann. Dieser Schluß beruht darauf, daß die weißen Flecke ohne Beziehung zu den Streifen des Planeten auftreten. An einer Stelle erschien ein helles Streifchen, den dunkeln Streifen parallel und etwa 1″ breit, auf dem der Cirrusschleier so dünn war, daß man ihn mit Gewißheit nicht erkennen konnte, und diese Stelle war von der übrigen Oberfläche nur dem Grade, aber nicht der Art nach verschieden. Der große rote Fleck war während der Opposition äußerst schwach und nur schwierig zu sehen. Der Raum über ihm mit Ausnahme des nachfolgenden Endes war völlig frei von der erwähnten Cirrusformation, und dadurch wurde sein ungefährer Ort angezeigt. Dieser Fleck wurde thatsächlich gewißermaßen wie durch eine Höhlung in dem Cirrusschleier gesehen und bildete einen Teil der darunter befindlichen weißen Jupiteroberfläche. Die schleierförmigen Formationen der Jupiteroberfläche schienen in einer sehr transparenten Atmosphäre zu schwimmen, und diese ist es, welche die Absorption verursacht, infolge deren die dunkeln Streifen nicht bis genau an den Rand des Planeten verfolgt werden können.

Die dunkeln Flecke wurden schon von den früheren Beobachtern für

[1]) Monthly Notices, Vol. 58, p. 11. — [2]) Astr. and Astrophys., 1893, p. 113, 193.

Analoga unserer Wolken gehalten, aber man darf nicht vergessen, daß die irdischen Wolken, aus Planetenferne gesehen, keineswegs dunkel, sondern vielmehr heller als die eigentliche Planetenscheibe erscheinen würden.

Eine höchst merkwürdige Erscheinung bildet das Auftreten eines großen roten Flecks in dem südlichen dunkeln Streifen des Jupiter. Dieser Fleck oder diese Wolke wurde, wie es scheint, zuerst am 11. November 1869 von Gledhill gesehen [1]); sie war damals weiß und auch spätere Beobachter bemerken nichts über die Färbung, erst am 31. Dezember 1872 sahen Lord Rosse und Dr. Copeland, daß die Wolke rötlich sei und im Juli 1878 war die rote Farbe äußerst augenfällig. Aus den Beobachtungen zu Chicago ergiebt sich, daß die rote Wolke von 1879 bis 1886 ohne wesentliche Veränderung ihrer Größe und Gestalt blieb, dagegen wurde die Mitte 1885 blasser als die Ränder, so daß die Wolke wie ringförmig erschien. Das nämliche fand Young am 23-Zoller zu Princeton und schätzte im März 1885 die Breite des rötlichen Saumes zu nur 1″ bis 1,5″ [2]). Die Intensität der roten Färbung zeigte im Laufe der Jahre merkliche Schwankungen; Ende der achtziger Jahre war sie sehr abgeblaßt, so daß der Fleck schwer zu sehen war, allein vom Dezember 1894 bis Februar 1895 erschien er wieder so intensiv, daß in Chicago Mikrometermessungen der Lage und Größe ausgeführt wurden [3]). Die mittlere Rotationsdauer dieses Flecks zwischen 14. November 1869 und 30. Juli 1898 betrug nach M. F. Denning [4]) $9^h\ 55^m\ 37{,}8^s$ und der Fleck hat während dieser Zeit 25 346 Rotationen ausgeführt. Die genauesten Untersuchungen über die Eigenbewegung dieses Flecks hat Prof. O. Lohse ausgeführt [5]), wobei er sich hauptsächlich auf seine eigenen Beobachtungen in den Jahren 1878 bis 1897 stützte. Er berechnete für jedes Jahr (jede Opposition des Jupiter) aus zahlreichen Beobachtungen einen Normalort für den Mittelpunkt des Flecks unter der Annahme gleichförmiger Rotationsgeschwindigkeit des Jupiter und eines festen Meridians. Schon 1892 fand Dr. Lohse, daß vom Anfange (1878) ab eine andauernde Abnahme der jovigraphischen Länge des Flecks mit bemerkenswerter Gesetzmäßigkeit hervortrat. Da die Längen immer weniger Verschiedenheit zeigten, so schien es, als ob allmählich eine gleichförmige Bewegung des Flecks eintreten würde, die vielleicht mit seinem gänzlichen Erlöschen zusammenfiel, denn der Fleck hatte im Laufe der Jahre sehr an Sichtbarkeit abgenommen und war bisweilen nur äußerst schwierig zu sehen. Allein seit dem Jahre 1891 nahm die Länge des Flecks wieder zu, seine westliche Drift verlangsamte sich, und die Rotationszeit verminderte sich wieder. Als Rotationsdauer des Jupiter wurde von Lohse $9^h\ 55^m\ 41^s$ angenommen, und es ergab sich, daß der Fleck nach seinem Entstehen einer Kraft unterworfen war, die ihn in eine verhältnismäßig schnelle Rotation versetzte, welche sich dann anfangs stark, später nur allmählich verminderte, so daß der Fleck gegen das Jahr 1881 eine nahezu gleichförmige Bewegung von 870,27° pro Tag zeigte, entsprechend der oben angegebenen Umdrehungszeit von $9^h\ 55^m\ 41^s$. Entspräche

---

[1]) Monthly Notices, Vol. 58, p. 488. — [2]) Observatory, Nr. 97. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3354. — [4]) Monthly Notices, Vol. 58, p. 488. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 3490.

diese nun wirklich der wahren Umdrehungszeit des Jupiter, so würden die von Lohse berechneten Normalörter des Flecks andeuten, daß letzterer in 13 Jahren nahezu drei Viertel des gesamten Umfangs des Planeten Jupiter durchwandert hat, dann aber umgekehrt ist und nach und nach wieder die bereits inne gehabten Positionen einnimmt. Ob diese Rotationsdauer des Jupiter richtig ist, läßt sich zur Zeit nicht entscheiden, sehr weit von der wahren kann sie sich aber nicht entfernen.

Barnard hebt hervor[1]), daß er während 12jähriger Beobachtungen des Jupiter oft von den Farbenänderungen der Flecke desselben betroffen worden sei. Ein sorgfältiges Studium zahlreicher einzelner Fälle habe ihn zu der Entdeckung geführt, daß die rote Färbung irgend eines Jupiterflecks als Zeichen seines Alters aufzufassen sei. Mit anderen Worten: Wenn ein Fleck (abgesehen von den weißen Flecken) sichtbar wird, so ist er zuerst dunkel oder schwarz, und erst nach einiger Zeit wird er rötlich. So war z. B. ein bemerkenswerter Fleck, welcher 1880 auf der nördlichen Hemisphäre des Jupiter erschien, zuerst im Oktober und November schwarz und endigte damit, daß er zu einem rötlichen Streifen rings um den Jupiter wurde. Die kleinen tintenschwarzen Flecke, welche 1890 am Nordrande des Äquatorialstreifens erschienen, wurden allmählich rötlich und später die rotesten Objekte auf der ganzen Jupiterscheibe. Ein roter Fleck, im gleichen Parallel mit dem südlichen Rande des großen roten Flecks und diesem in etwa 140° folgend, war in der ersten Hälfte des August 1890, als Barnard ihn zuerst sah, dunkel, ohne jede Spur von Rot; später wurde er von tiefroter Farbe.

Atmosphäre und Spektrum. Daß Jupiter von einer Atmosphäre umgeben wird, ist nicht nur durch das Auftreten der Streifen und Flecke, sondern auch durch deren Verschwinden gegen die Ränder der Scheibe hin, erwiesen. Einige Beobachter wollen auch den Rand wie durchscheinend gesehen haben, was natürlich nur eine Irradiationserscheinung sein kann. Das nämliche gilt von folgenden Wahrnehmungen.

Am 14. September 1874 sah Ellery an einem 8zölligen Refraktor bei Bedeckung von 64 Aquarii durch den Jupiter, daß der Stern fast 2^m lang auf dem Rande blieb und plötzlich wie durch Nebel oder Dunst gesehen wurde. Der Stern stellte sich am Rande des Jupiter als heller Fleck dar, obgleich er, mit den Trabanten verglichen, sehr fein erschien. Im großen Reflektor zu Melbourne zeigte der Stern eine deutliche Scheibe, über welche der Rand des Jupiter hinwegging, bis sie verschwunden war. Noch etwa 10^s nach der Bedeckung konnte der Stern durch die Atmosphäre Jupiters wie durch ein grundiertes Glas gesehen werden. Beim Wiedererscheinen zeigte er sich ebenfalls zuerst als kleine Hervorragung am Rande.

Okularbeobachtungen des Jupiterspektrums sind zuerst von Rutherfurd[2]) und Secchi[3]) angestellt worden. Letzterer sah darin mehrere Banden, deren Lage aber erst von Huggins genauer angegeben wurde[4]). Die

---

[1]) Monthly Not., Vol. 52, P. 1, p. 6. — [2]) Americ. Journal of Sciences, Vol. 35. — [3]) Compt. Rend. Acad. Paris, Vol. 59, p. 309; Sugli Spettri prism., Mem. II, p. 26. Roma 1872. — [4]) Phil. Transact. 1864, Vol. 154, Part. II, p. 421.

genauesten Messungen hat H. C. Vogel ausgeführt [1]). Hiernach stimmen die meisten Linien dieses Spektrums mit solchen des normalen Sonnenspektrums überein, doch kommen in den weniger brechbaren Teilen mehrere Streifen und besonders ein dunkles Band im Rot ($\lambda = 6178{,}5$) vor, die auf starke Absorption des Sonnenlichts in der Atmosphäre des Jupiter schließen lassen. Die rötliche Farbe besonders der dunkleren Partieen ist nach Vogels Ansicht aus der gleichförmigen Absorption, welche diese Atmosphäre auf die brechbaren Strahlen ausübt, zu erklären.

Huggins hat 1878 das Spektrum des Jupiter zweimal photographisch aufgenommen und zwar bis zur Linie 3260. Es zeigt nach Vogel 57 Linien, die mit Sonnenlinien übereinstimmen. R. Copeland und J. G. Lohse beobachteten am 26. September 1879 auf der Sternwarte Dun Echt das Jupiterspektrum, als der rote Fleck auf der Mitte der Scheibe stand. Sie fanden, daß dieser nur eine ähnliche Verdunkelung des Spektrums hervorruft wie die Äquatorialstreifen. Auch Vogel hat bei wiederholten Beobachtungen niemals den geringsten Unterschied zwischen dem Spektrum des roten Flecks und dem des Äquatorialstreifens des Jupiter finden können. Zu Potsdam wurde das Spektrum am 22. Oktober 1881 photographiert [2]). Es erstreckt sich von der Wellenlänge $\lambda = 4870$ bis 3800 und eine Abweichung vom Sonnenspektrum war nicht zu konstatieren. Eine vortreffliche Aufnahme, 2^d später, zeigt das Spektrum von F bis H und es konnten darin über 100 Linien mit solchen des Sonnenspektrums identifiziert werden. In einer Aufnahme am 1. November 1894, als der Spalt senkrecht zur Richtung der Streifen gestellt worden, ist nur eine stärkere Absorption des Äquatorialstreifens zu erkennen, sonst keine Abweichung in den nebenliegenden Teilen der Planetenscheibe.

Spektrographische Untersuchungen des Jupiter zur Bestimmung der Rotationsgeschwindigkeit desselben hat A. Belopolsky am großen Refraktor zu Pulkowo vom 19. April bis 2. Mai 1895 angestellt [3]). Als Mittel der Messungen an den besten Linien der Spektrogramme ergiebt sich aus acht Aufnahmen: $5{,}586 \pm 0{,}10$ geogr. Meilen. Da der Rand des Jupiter verwaschen und lichtschwach ist, so stellt diese Zahl nicht die relative Geschwindigkeit der Ränder selbst, sondern diejenige gewisser Punkte in bestimmtem Abstande von den Rändern dar. Die Reduktion auf die Geschwindigkeit der Ränder ergiebt im Mittel $6{,}06 \pm 0{,}13$ geogr. Meilen, und daraus folgt die lineare Rotationsgeschwindigkeit zu 1,54 geogr. Meilen oder 11,42 km pro Sekunde. Nimmt man für die Rotationsdauer des Jupiter $9^h\ 55^m$, so findet sich mit den neueren Bestimmungen seines Durchmessers die lineare Geschwindigkeit am Äquator zu 12,1 bis 12,8 km pro Sekunde. Der Unterschied gegen das Ergebnis der spektroskopischen Messung ist gering und würde vielleicht noch geringer sein, wenn nicht alle Mikrometermessungen den Durchmesser des Planeten schon infolge der Refraktion in dessen Atmosphäre etwas größer ergäben, als er wirklich ist.

---

[1]) Spektra der Planeten, 1874, S. 25 u. ff. — [2]) Vogel in den Sitzungsber. d. Preuß. Akad. 1895, 2. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3326.

Die Monde des Jupiter.

Das System der Jupitermonde besteht aus vier hellen und einem äußerst lichtschwachen Satelliten. Letzterer ist erst 1892 entdeckt worden, die vier hellen und größeren Monde wurden dagegen am 7. Januar 1610 von Galilei bereits gesehen. Ob der florentinische Physiker aber der erste Entdecker derselben gewesen, muß dahingestellt bleiben, indem Simon Marius in der Vorrede seines 1614 erschienenen Werkes „Mundus Jovialis" behauptet, die erwähnten kleinen Sterne schon am 12. Dezember 1609 gesehen und bis zum 12. Januar 1610 beobachtet zu haben. Jedenfalls hat Galilei mit der Publikation seiner Entdeckung nicht gezögert.

Er gab den Monden die Kollektivbenennung: Mediceische Sterne, und jedem einzelnen einen Familiennamen dieses berühmten Geschlechts. Marius hingegen schlug die Namen: Jo, Europa, Ganymed und Callisto vor. Keine dieser beiden Bezeichnungsweisen hat sich allgemein erhalten und man unterscheidet gegenwärtig die Jupitermonde bloß nach ihrem Abstande vom Centralplaneten, als 1., 2., 3. und 4. Trabanten. Den 5. und zugleich dem Jupiter nächsten Mond pflegt man neuerdings als Trabant *a* zu bezeichnen.

Die vier großen Trabanten.

Bahnelemente	I	II
Umlaufszeit, siderisch	$1^d\ 18^h\ 27^m\ 33{,}5049^s$	$3^d\ 13^h\ 13^m\ 42{,}0399^s$
„ synodisch	$1^d\ 18^h\ 28^m\ 35{,}9454^s$	$3^d\ 13^h\ 17^m\ 53{,}7309^s$
Distanz vom Centrum Jupiters	111,7423″	177,7969″
Mittlere Excentrizität	unmerklich	unmerklich
Mittlere Neigung gegen die Jupiterbahn	3° 5′ 24″	3° 4′ 25″
Masse in Teilen der Jupitermasse . . .	0,000016877	0,000023227

Bahnelemente	III	IV
Umlaufszeit, siderisch	$7^d\ 3^h\ 42^m\ 33{,}3605^s$	$16^d\ 16^h\ 32^m\ 11{,}2712^s$
„ synodisch	$7^d\ 3^h\ 59^m\ 35{,}8251^s$	$16^d\ 18^h\ 5^m\ 7{,}0210^s$
Distanz vom Centrum Jupiters	283,6059″	498,865″
Mittlere Excentrizität	0,001348	0,007243
Mittlere Neigung gegen die Jupiterbahn	3° 0′ 22″	2° 40′ 58″
Masse in Teilen der Jupitermasse . . .	0,000088437	0,000042659

Vergleicht man die synodischen Umlaufszeiten der Monde miteinander, so findet sich, daß 247 Umläufe des ersten gleich sind 123 des zweiten und ebenso 61 des dritten Trabanten, nämlich $= 437\frac{1}{6}^d$. Sonach sind auch die Unregelmäßigkeiten der Verfinsterungen dieser drei Monde in eine Periode von dieser Dauer eingeschlossen, wie zuerst Bradley 1726 aus den Beob-

achtungen für die beiden innersten Monde nachwies und Wargentin für den dritten Trabanten zeigte.

Ferner ist, nach von Laplace zuerst gefundenen Gesetzen: a) die mittlere Winkelbewegung des ersten Mondes + der doppelten mittlern Bewegung des dritten gleich der dreifachen mittlern Winkelbewegung des zweiten Mondes; b) die mittlere Länge des ersten Mondes — der dreifachen mittlern Länge des zweiten + der doppelten mittlern Länge des dritten Trabanten fast genau 180^0 [1]).

Sonach können also die ersten drei Monde Jupiters nie gleichzeitig verfinstert werden.

1. Helligkeit. Über die Helligkeit der vier Jupitermonde liegen zahlreiche Beobachtungen und aus neuerer Zeit auch Messungen vor, ohne daß der Gegenstand dadurch erledigt wäre. Schon Bailly hat [2]) die relativen Helligkeiten dieser Monde zu bestimmen gesucht, indem er Diaphragmen verschiedener Größe vor das Objektiv seines Fernrohrs setzte. Nach seinen Angaben ist die Reihenfolge dieser Monde gemäß ihrer Helligkeit: 3., 4., 2., 1. W. Herschel [3]) fand dieselbe: 3., 1., 2., 4. und bemerkte, daß der 1. und 2. Mond am hellsten erscheinen in dem Teile ihrer Bahn zwischen Konjunktion und größter östlicher Digression, der dritte Mond in den größten Elongationen, der 4. kurz vor und nach der Opposition. Da die Helligkeitsschwankungen regelmäßig bei jedem Umlaufe erfolgten, so schloß Herschel, daß sie durch konstante dunkle Flecke auf der Oberfläche der Satelliten hervorgerufen würden und diese sich (wie der Erdmond) in der gleichen Zeit um ihre Achse drehen, in welcher sie den Hauptplaneten umkreisen. Schröters zahlreiche Beobachtungen bestätigten Herschels Wahrnehmungen nur teilweise in Bezug auf die Lichtschwankungen der Trabanten überhaupt. Beer und Mädler haben [4]) 1835 eine Anzahl von Helligkeitsschätzungen der Monde ausgeführt und kamen zu ähnlichen Ergebnissen wie Herschel. Photometrische Messungen dieser Helligkeiten hat erst R. Engelmann 1870 angestellt [5]) und überhaupt das bis dahin vorhandene Material diskutiert. Er findet, daß das Reflexionsvermögen dieser Monde keineswegs unveränderlich ist, doch waren die Abweichungen so unregelmäßig, daß sich für die drei innersten Monde eine periodische Wiederkehr nicht erkennen ließ; für den äußersten Mond fand Engelmann dagegen wahrscheinlich, daß Umlaufszeit und Rotation zusammenfallen, wenigstens war dies in den Helligkeitsschwankungen stark angedeutet. Pickering hat 1877 und 1878 ebenfalls photometrische Messungen der Trabanten ausgeführt [6]), aus denen sich indessen keinerlei periodische Helligkeitsschwankungen bei einem derselben erkennen lassen und dieses Ergebnis findet in ähnlichen Messungen von Spitta Bestätigung [7]). Nach Pickering sind die Helligkeiten dieser Trabanten in Sterngrößen folgende:

---

[1]) Mécanique céleste, Tom. 4, p. 66. — [2]) Mém. de l'acad., Paris 1771, p. 580. — [3]) Phil. Transact., London 1797, p. 332. — [4]) Beiträge zur phys. Kenntnis der himml. Körper. Weimar 1841. — [5]) Über die Helligkeitsverhältnisse der Jupitermonde. Leipzig 1871. — [6]) Annales Harvard Coll. Obs., Vol. 11, p. 239. — [7]) Monthly Notices, Vol. 48, p. 32.

1. Mond	5,90,	3. Mond	5,53,
2. „	6,04,	4. „	6,50.

Mit diesen Werten stimmen diejenigen von Spitta fast völlig überein. Auf Grund derselben und unter Anwendung der Barnardschen Durchmesserbestimmungen hat G. Müller folgende Albedowerte (in Seeligers Definition) abgeleitet:

1. Mond	0,550,	3. Mond	0,346,
2. „	0,652,	4. „	0,157.

Hieraus erhellt die schon von Engelmann hervorgehobene Thatsache, daß die Monde des Jupiter bezüglich der Reflexionsfähigkeit ihrer Oberfläche weit hinter ihrem Hauptplaneten zurückstehen, besonders aber der äußerste Trabant, dessen Reflexionsvermögen noch geringer ist als dasjenige des Merkur. Die nicht unerheblichen Unterschiede in den Helligkeiten dieser Monde, welche sich in den Messungen der verschiedenen Beobachter erkennen lassen, machen wahrscheinlich, daß sie reell sind, aber nicht in der gleichen Periode, wie die Umlaufszeiten wiederkehren.

Die Frage, ob die Jupitermonde einem unbewaffneten Auge sichtbar sein können, ließe sich unbedingt bejahen, wenn diese Satelliten weit entfernt von dem glänzenden Hauptplaneten ständen. Wegen der geringen Winkeldistanzen, in welchen sie sich vom Centrum des Jupiter befinden, werden sie in den überwiegend meisten Fällen durch die Strahlen überglänzt, die von diesem Planeten auszugehen scheinen, wenn man ihn ohne Fernrohr betrachtet. Für gewisse ausnahmsweise vollkommen gebaute Augen fehlen diese falschen Strahlen fast gänzlich und es scheint sonach nicht unmöglich, den einen oder andern Trabanten ohne Fernrohr zu sehen.

Um diese Vermutung zu prüfen, ließ Arago ein kleines Fernrohr anfertigen, das nicht vergrößerte, aber die falschen Strahlen beträchtlich verminderte. In der That gewahrte er und sämtliche Astronomen des Pariser Observatoriums beim ersten Versuche einen Mond (den dritten) neben dem Planeten [1]).

Boguslawski erzählt, daß ein 1820 in Breslau wohnender Schneidermeister Schön in heiteren, mondlosen Nächten selbst mehrere Jupitertrabanten zugleich erkannte und ihre Stellung gegen den Hauptplaneten richtig angab. Kleine Fixsterne soll er bei den Versuchen nie mit den Trabanten verwechselt haben [2]).

Der Missionär Stoddart versichert, daß er unter dem reinen Himmel von Oroomiah in Persien, im Dämmerlichte, ehe Jupiter zu hell wurde, einigemale Monde desselben mit bloßem Auge gesehen habe. Dagegen bemerkt Boussingault, daß es ihm zu Bogota, in einer Höhe von 2640 m, nicht möglich gewesen sei, einen der Trabanten zu erkennen. Indessen soll der Marquis von Ormonde imstande gewesen sein, auf der Höhe des Ätna mehrere Jupitermonde zu erkennen. Jacob und ein Mitbeobachter sahen zu

---

[1]) Compt. Rend., Tom. 15, p. 751. — [2]) Humboldt, Kosmos, III, S. 112.

Madras den 3. Mond. Webb sah am 1. September 1832 den 3. und 4. Mond nahe bei einander stehend, als zusammenhängenden Stern; er bediente sich seiner Kurzsichtigkeit wegen eines konkaven Augenglases. Banks sah den 1. und 2. Mond zusammen, als sie sehr nahe bei einander standen, häufig den 3. allein und einmal eine Spur vom 4. Satelliten. Boyd sah 1860 den 2. und 3. Mond getrennt; auch Mason erkannte 1863 den 3., und Buffham sah einzelne Trabanten oft. Dagegen bemerkte Heis, dessen selten scharfes Auge wohlbekannt war, daß es ihm nie gelungen sei, einen einzelnen Trabanten ohne Bewaffnung zu erkennen; einigemale sah er allerdings ein schwaches Sternchen nahe beim Jupiter, allein es war dies der vereinigte Eindruck zweier Monde, die sehr nahe bei einander standen. Will man Versuche über die Sichtbarkeit der Jupitermonde mit bloßem Auge anstellen, so erscheint es am geeignetsten, den Planeten selbst durch einen schmalen, undurchsichtigen Gegenstand zu verdecken.

Das kleinste Fernrohr zeigt die Trabanten ohne Mühe, doch wird man nicht immer alle vier Monde sehen können, da einzelne bisweilen entweder im Schatten Jupiters oder vor der Scheibe desselben verweilen. Sehr selten ereignet es sich auch, daß Jupiter von keinem einzigen Trabanten begleitet erscheint. Einen solchen Fall beobachtete Dawes am 27. September 1843. An jenem Tage trat $8^1/_2{}^h$ mittlerer Greenwicher Zeit der 4. Satellit vor die Scheibe des Planeten, gegen 10^h der 1., $10^h\ 35^m$ trat der 2. in den Schatten, und $11^h\ 55^m$ der 4. ebenfalls vor die Jupiterscheibe. Während 35^m zeigte sich nun außerhalb des Jupiter kein Satellit. Eine ähnliche Beobachtung machte Dawes am 21. August 1867, Herschel am 23. Mai 1802, sowie früher Molineux im November 1681.

2. Gestalt und Größe. Schon mit einem kleinen Instrumente und schwacher Vergrößerung erkennt man, daß das Licht der Jupitermonde nicht funkelt wie das Fixsternlicht. Die Ursache des ruhigen Glanzes ist darin zu suchen, daß die Trabanten Scheiben zeigen, die man in scharf begrenzenden Fernrohren schon bei 150facher Vergrößerung erkennt. Gruithuisen sah mit einem kleinen Fraunhoferschen Achromaten von 29‴ Öffnung diese Monde stets scheibenförmig. Wenn einer derselben hinter dem Jupiter hervorzutreten begann, stellte er sich ihm, bei reiner Luft, deutlich als ein kleines Hügelchen dar.

Im allgemeinen wird die Gestalt dieser Monde als kugelförmig betrachtet, doch geben einige Beobachter an, zu gewissen Zeiten Ungleichmäßigkeiten im Aussehen der Trabanten bemerkt zu haben. Secchi sah an 1000facher Vergrößerung den 3. Mond stark abgeplattet, und etwas Ähnliches bemerkte Lassell. In kleineren Teleskopen zeigt sich bisweilen die Scheibe des 2. Mondes größer als die des 1., und Buffham fand den 4. Trabanten oft am kleinsten und von unregelmäßiger Gestalt.

Sehr merkwürdige Wahrnehmungen hat William Pickering 1892 zu Arequipa an den Jupitermonden gemacht [1]), die er in folgenden Sätzen zusammenfaßt:

[1]) Astr. and Astrophys., Nr. 103.

1. Der 1. Jupitermond ist flach ellipsoidisch und rotiert um eine seiner kleinen Achsen in $13^h\ 3^m$.

2. Die Scheiben des 2., 3. und 4. Mondes erscheinen in regelmäßigen Zwischenzeiten ellipsoidisch, und dies scheint durch eine Achsendrehung derselben hervorgerufen zu werden. Die Periode des 2. Mondes scheint $41^h\ 24^m$ zu betragen. Beim 3. Monde kann die Elliptizität am leichtesten gesehen werden. In der That haben Lassell, Secchi und Burton dieselbe schon wahrgenommen. Die kleine Achse ist 0,2″ kürzer als die große, der Äquator des Satelliten macht mit der Ebene seiner Bahn einen Winkel von 18°. Die Rotationszeit scheint mit der Revolutionsdauer übereinzustimmen. Am deutlichsten erscheint die Elliptizität 34^h nach der untern und obern Konjunktion. Auf der Oberfläche dieses Mondes erscheint ein dunkler Streifen, der Mondhemisphäre angehörig, etwa 15° gegen die Bahnebene dieses Mondes geneigt. Bisweilen zeigt sich der südliche Pol etwas heller als die übrige Scheibe.

3. Der 4. Mond ist meist kreisrund, aber nahe der Konjunktion ist er elliptisch, und die große Achse steht nahezu senkrecht zu seiner Bahn. Umdrehungs- und Umlaufszeit scheinen auch hier zusammenzufallen.

Eine Bestätigung seiner Wahrnehmungen findet William Pickering aus seinen Beobachtungen am 18-Zoller der Lowell-Sternwarte in Arizona [1]) und behauptet, daß nur die besten Luftverhältnisse die Anomalien erkennen lassen. Die Rotationsdauer des 1. Mondes giebt er zu $13^h\ 3^m\ 9{,}3^s$ an (retrograd). S. J. Bailey hat an denselben Instrumenten und dem nämlichen Orte (Arequipa) die Gestalt der Jupitermonde 1894 untersucht [2]), wobei die Scheiben des 2., 3. und 4. Mondes stets vollkommen rund gesehen wurden. Der 1. Mond erschien dagegen zweimal in der nämlichen Richtung wie Jupiter verlängert, in beiden Fällen stand er dabei dem Planeten sehr nahe.

Die Gestalten der Jupitermonde sind 1891 von Campbell und Schaeberle am 36-Zoller der Lick-Sternwarte unter den günstigsten Luftverhältnissen und an Vergrößerungen bis zu 3000fach untersucht worden [3]). Sie kamen zu dem Ergebnisse, daß diese scheinbaren Gestalten in hohem Grade durch die hellen Teile ihrer Oberflächen beeinflußt werden, besonders bei ungünstiger Luft. Indessen halten sie für wahrscheinlich, daß der 1. Mond in einer Richtung parallel dem Jupiteräquator im Verhältnis von 5 : 4 länglich ist, während die anderen Monde kugelförmig sind. Barnard erklärt dagegen, daß er am Lick-Refraktor unter den besten Verhältnissen, wenn die Monde ihre wirklichen Umrisse deutlich zeigten, dieselben ohne Ausnahme stets kreisrund gesehen habe [4]).

Zur Bestimmung der Durchmesser der Monde benutzten Herschel und Schröter die Zeitdauer, welche die Trabanten gebrauchen, um in die Scheibe des Jupiter ganz einzutreten, oder ebenso die Zeitdauer des Austritts. Nach Engelmann geben diese indirekten Bestimmungen durch Beobachtung der Ein- und Austrittsdauer bei genügender Sorgfalt sehr sichere Resultate.

---

[1]) A. a. O., Nr. 129. — [2]) Astrophys. Journal, Vol. 2, p. 97. — [3]) Publ. Astr. Soc. of the Pacific, Vol. 3, p. 355. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3453.

Derselbe hat alle zuverlässigen Bestimmungen gesammelt und findet daraus folgende wahrscheinlichsten Durchmesser:

1. Mond 1,081″, 3. Mond 1,537″,
2. „ 0,910″, 4. „ 1,282″.

Mikrometermessungen der Trabantenscheiben sind früher von Secchi und beiden Struves ausgeführt worden. Die neuesten Messungen Barnards[1]) ergaben folgende Werte:

1. Mond 1,048″ = 2452 engl. Meilen
2. „ 0,874″ = 2045 „ „
3. „ 1,521″ = 3558 „ „
4. „ 1,430″ = 3345 „ „

3. Verfinsterungen. Das Verschwinden der Jupitermonde im Schattenkegel des Planeten oder ihr Wiederauftauchen aus demselben ist, selbst in kleinen Fernrohren, ein wissenschaftlich interessantes Schauspiel. Man erkennt beim Ein- und Austritte der Monde deutlich die Ab- und Zunahme ihrer Helligkeit. Beim 3. und 4. Trabanten kann man Ein- und Austritt bisweilen an ein und demselben Abende beobachten, beim 2. nur äußerst selten, beim 1. Monde dagegen nicht. Bei diesem letzteren sieht man vor der Opposition Jupiters nur die Eintritte in den Schatten, nach derselben bloß die Austritte.

Soviel bekannt, ist nur viermal Ein- und Austritt des 2. Jupitermondes an demselben Tage beobachtet worden. v. Marenholtz in Hildesheim machte zuerst (am 23. Januar 1858) diese überaus seltene Beobachtung. „Als ich", sagt der Beobachter, „eine kurze Zeit beobachtet hatte, löste sich plötzlich an der rechten (Ost-) Seite des Jupiter im Parallel des großen, mächtig dunkeln Nordstreifens, von ihm ein helles Pünktchen ab, welches rasch zur kleinen Trabantenscheibe anwuchs, und in welchem ich, da ich mittlerweile auch oben auf dem Südrande des breiten, dunkeln Südstreifens den Schatten des vorübergehenden 1. Trabanten deutlich wahrnahm, sofort den 2. Mond erkannte, der das seltene Schauspiel darbot, vor seinem Eintritt in den Jupiterschatten sichtbar zu sein. Ich beobachtete ihn dann noch einige Minuten lang und sah seinen allmählichen Eintritt in den Schatten des Jupiter sehr deutlich. Um $6^h\ 9^m\ 33^s$ hiesiger mittlerer Zeit war er vollständig eingetreten, etwa 2″ bis 3″ vom Rande des Jupiter. Um $8^h\ 37^m\ 23^s$ begann der Austritt des 2. Mondes aus dem Jupiterschatten; etwa einen Jupiterdurchmesser vom Rande der Scheibe und im Parallel des Nordstreifens; nach 4 bis 5^m war er völlig ausgetreten. Mittlerweile war auch der Schatten des 3. Mondes sichtbar geworden, und zwar hoch oben in der Südpolar-Region des Jupiter."

Seitdem ist die gleiche Erscheinung noch beobachtet worden am 28. Juni 1875 auf dem Lawrence-Observatorium (Ver. St.), am 20. Juli desselben Jahres auf der Sternwarte zu Windsor (N.-S.-Wales) und endlich am 21. August 1876 zu Adelaide (S.-Austr.) und Windsor. Nach einer Mitteilung v. Spießens muß sich das nämliche am 3. September 1888 ereignet haben.

Die Thatsache, daß die Schatten der Monde auf der Jupiterscheibe sich größer darstellen, als zu erwarten ist, wurde schon von Maraldi erkannt, und rührt nach Proctor und Buffham von dem dunkeln Teile der Penumbra her, deren scheinbare Ausdehnung je nach der optischen Kraft des angewandten Fernrohrs variiert. Dieser diffuse Rand des Schattens ist bei

[1]) Monthly Notices, 1898, Vol. 58, Nr. 4, p. 217.

verschiedenen Gelegenheiten von Lassell, Buffham, Gorton und anderen deutlich erkannt worden.

Gruithuisen hat die vergrößerten Mondschatten ebenfalls häufig gesehen, und eine Beobachtung am 18. Februar 1814, $9^1/_2$ Uhr abends, als der 1. Mond mit seinem Schatten über die Scheibe ging, führte ihn zu einer Erklärung der Erscheinung, die von derjenigen Proctors wesentlich verschieden ist. „Nicht völlig einen Durchmesser des etwas größern Schattens östlich entfernt", sagt Gruithuisen, „stand der Trabant selbst. Ich glaubte sein Scheibchen ganz rund zu erblicken; allein am östlichen Rande desselben schien noch ein kleiner, unbegrenzter Schatten befestigt zu sein, indem er mit Scheibchen und großem Schatten genau verhältlich nach Westen fortrückte, und dabei gleichwohl alles sichtbarer wurde. Hier aber vergrößerte sich die Scheibe des Mondes, und der vermeintliche falsche Schatten trat näher in sie hinein, so daß nun die Scheibengröße sich erweiterte, und der Gegend des wahren Schattens (der bereits ausgetreten war) immer näher zu rücken schien. Ich sah dies noch so, als ein Drittel des Scheibchens über den westlichen Jupiterrand vorragte, und beim völligen Austritte schien der falsche Schatten förmlich in den Mond hineinzuschlüpfen und für meine Gesichtskraft unsichtbar zu werden. Hier schien der 1. Jupitermond, als er sich noch in der Jupiterscheibe befand, kleiner als sein Schatten. Sein Fleck saß am östlichen Rande außerhalb seines Scheibchens, und schien sich in dieses hineinzubewegen, als dasselbe scheinbar sich vergrößerte. Da nun der Fleck des Mondes auf dessen Oberfläche sein mußte, so habe ich des Mondes Durchmesser so groß nicht gesehen als er ist. Es ist also klar, daß wir die Scheibe kleiner zu sehen glauben, als sie ist, und als ihr Schatten angiebt."

Umgekehrt vermochte Cassini einst den Schatten des 1. Mondes nicht zu sehen, als derselbe auf der Scheibe des Jupiter hätte sein müssen. Gorton erblickte diesen Schatten einst grau statt schwarz. Den Schatten des 2. Mondes sahen Buffham, Birt und Grover außerordentlich undeutlich und verwaschen. Eine der merkwürdigsten Beobachtungen ist folgende: Am 26. Juni 1828 wurde der 2. Mond, nachdem er in die Scheibe Jupiters eingetreten, 12 oder 13^m später außerhalb des Randes gefunden, wo er mindestens 4^m sichtbar blieb, und dann plötzlich verschwand. Diese wunderliche Erscheinung ist von Smyth berichtet worden, aber sie wurde gleichzeitig von zwei anderen kompetenten Beobachtern bestätigt, von denen Maclear 12, und Pearson 35 Meilen von Smyth in Bedford entfernt wohnten. Eine Erklärung für das seltsame Faktum giebt es nicht. Dagegen erklärt sich die von Todd gemachte Wahrnehmung, daß ein Trabant, der hinter die Jupiterscheibe trat, einigemale wie durch den Rand des Planeten gesehen wurde, durch die Unvollkommenheit des Fernrohrs.

4. Bedeckungen der Trabanten durch die Scheibe des Jupiter sind häufig, bieten aber im allgemeinen keine besonderen Phänomene dar. Schumacher sah einst einen Satelliten gewissermaßen am Rande kleben, und darauf ein wenig zurückgehen. Gorton bemerkte am 26. April 1863, daß der 2. Mond vor der Bedeckung mehreremale verschwand und wieder erschien, und zu gleicher Zeit sah ihn Wray mit einem achtzölligen Refraktor während 20^s als kleine Hervorragung am Rande. Auch Bedeckungen der Monde untereinander kommen vor, indes hat Schröter, der die Jupitermonde doch so häufig beobachtete, nie eine solche wahrgenommen. Achtet man besonders darauf, so wird man nicht selten Gelegenheit haben, diese Erscheinung zu sehen. Luthmer in Hannover hat 1821 und 1823 mehrere Bedeckungen

von Jupitertrabanten untereinander beobachtet, doch benutzte er nur schwache (bis 60malige) Vergrößerungen, und deshalb dürften sich manche der von ihm angezeigten Okkultationen in Wirklichkeit als sehr nahe Vorübergänge zweier Trabanten erweisen. Das nämliche gilt aller Wahrscheinlichkeit nach von der Bedeckung des 1. durch den 3. Mond, die Stanley Williams am 27. März 1885 an einem kleinen ($2^1/_2$zölligen) Fernrohre sah.

Die Bedeckung eines Fixsterns durch einen Jupitermond, eine der seltensten Erscheinungen am Himmel, ist von J. Tebbutt zufällig 1879 beobachtet worden [1]). Ein Stern 9. Größe ging hinter dem 1. Trabanten vorbei und es schien dem Beobachter (an 265facher Vergrößerung eines $4^1/_2$zölligen Refraktors), daß die Bedeckung keine centrale sei, eine sehr feine Wahrnehmung.

5. Vorübergänge vor der Jupiterscheibe. Den ersten Vorübergang eines Jupitermondes beobachtete 1658 Campani mit einem selbstverfertigten, nicht achromatischen Fernrohre. Die Satelliten verschwinden, nachdem sie in die Jupiterscheibe eingetreten sind, nach und nach, ja in den helleren, centralen Teilen zeigen sie sich als dunkle Flecke. Schon Cassini und Maraldi erkannten dies, und Pound bemerkte 1719: „Ich habe mehreremale den 1. und 2. Jupitermond wie leuchtende Punkte, wenn auch nur wenig heller als Jupiter, kurz nach ihrem Eintritte in die Scheibe des Planeten erscheinen sehen; sie verschwanden aber bei Annäherung an die Mitte." Am großen Refraktor zu Chicago verschwinden die Satelliten nach den Beobachtungen von Prof. Hough [2]) gewöhnlich, wenn sie zwischen ein Viertel und ein Drittel der Scheibenbreite des Planeten eingetreten sind, und werden in der gleichen Entfernung vom vorausgehenden Rande wieder sichtbar. Der 1. Trabant wurde beim Durchgange bisweilen als grauer Fleck gesehen und blieb auch in der Mitte der Scheibe sichtbar. Am 3. Juli 1880 passierte der 2. Trabant während seines Durchgangs fast central den großen roten Fleck, er erschien dabei merklich so hell, als da er auf der Scheibe stand.

Der 4. Mond zeigt sich häufig vor der Jupiterscheibe als dunkler, ja fast schwarzer Fleck und diese Erscheinung ist besonders in neuester Zeit mit Aufmerksamkeit verfolgt worden. Aus den zahlreichen Wahrnehmungen, die darüber veröffentlicht wurden, soll hier nur der Bericht Barnards über eine solche Erscheinung am 13. August 1890 angeführt werden.

„In jener Nacht", so schreibt er [3]), „als ich den Jupiter beobachtete, sah ich auf dessen Scheibe etwas, was ich zuerst für den Schatten eines seiner Monde hielt. Als ich den Nautical Almanac zu Rate zog, fand ich indessen, daß es der 4. Mond selbst sei, der einen seiner Vorübergänge als dunkeln Fleck darbot. Nunmehr wurden sorgfältige Beobachtungen während der ganzen übrigen Zeit des Durchgangs angestellt. Mit allen Vergrößerungen des 12zölligen Refraktors bis zu 500fach erschien der Mond völlig schwarz und rund, und keinerlei Details waren auf dieser Scheibe zu erkennen. Er stand etwas entfernt und vorausgehend den zwei eigentümlichen kleinen dunkeln

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2232. — [2]) Annual. Report, 1881. — [3]) Public. of the astron. Society of the Pacific, Vol. 2, p. 52.

Flecken, welche am Nordrande des äquatorialen Streifens erschienen sind, und war fast völlig mit diesen in gleicher Breite. Da die Rotation des Jupiter rascher ist als die scheinbare Bewegung der Satelliten, so überholten die beiden Flecke den Satelliten, der vorangehende ging hinter ihm hinweg, und man sah ihn schließlich an der vorangehenden Seite des Satelliten austreten. Genau ging der Fleck etwas nördlich vom Centrum des Satelliten vorüber, und man sah bei dieser Konjunktion den 4. Mond an einer Seite wie von einer Penumbra umgeben, wobei der Mond bedeutend schwärzer war als der Fleck. Als der Satellit etwa drei Viertel seines Weges durch die Scheibe war, schien er eine leichte, bräunliche (rötlich-schwarze) Nüance anzunehmen, allein diese leichte Beimischung von Rot verschwand bald, und der Mond blieb durchaus von kalter schwarzer Farbe. Als er sich dem Rande näherte, wurde er kleiner und schien nördlich und südlich ein wenig ausgedehnt, verlor aber nichts an Schwärze. Zuletzt, als er als sehr kleiner schwarzer Fleck und noch nicht in Kontakt mit dem Rande des Jupiter erschien, wurde ein kleiner Teil seiner Scheibe als Hervorragung über den Jupiterrand wahrgenommen, und als die Scheibe nahe halb heraus war, erschien sie nicht rund, sondern keilförmig. Beim Austritte blieb der Teil der Satellitenscheibe vor dem Jupiter schwarz, der andere erschien dagegen so hell wie die benachbarten Teile der Jupiterscheibe. Als der Trabant endlich frei vom Jupiter war, erschien er äußerst klein und gleichförmig aschgrau, ohne daß irgend etwas auf seiner Scheibe zu erkennen war. Im Vergleiche zu dem 1. Monde welcher ihm nahe voraufging, war er nicht über ein Viertel im Durchmesser und vielmal weniger hell. Während des letzten Teils des Vorübergangs, ausgenommen die Zeit des Austritts selbst, hat sich Prof. Schaeberle an den Beobachtungen beteiligt. Nach dem Austritte kamen wir zu dem Schlusse, daß, wenn der Satellit so groß erschiene wie Jupiter, alsdann seine Helligkeit beträchtlich geringer als die des letztern sein würde. Mit dem Streifen verglichen, auf welchem er beim Vorübergange so tintenschwarz war, erschien uns nunmehr der Trabant gleich hell. Als der Trabant nahe der Mitte seines Vorübergangs war, erschien er nach sorgfältiger Prüfung Prof. Schaeberle und mir völlig schwarz und rund. Die Beobachtungen dieses „schwarzen" Durchgangs, die unter günstigeren Umständen geschahen, als jemals früher, überzeugen mich von der völligen Unrichtigkeit der Hypothese, daß die Dunkelheit etwa „der plötzlichen Bildung großer Flächen einer nicht-reflektiven Oberfläche des Satelliten" zuzuschreiben sei. Die Ursache der Schwärze muß man nicht in dunkeln Flecken auf den Satelliten suchen, sondern vielmehr in einem besondern Umstande, der nur allein während des Vorübergangs vor der Jupiterscheibe wirkt."

Diese Ansicht hat sich in den Untersuchungen Dr. Spittas völlig bestätigt. Derselbe findet [1]) aus einer genauen Diskussion der sämtlichen Beobachtungen folgendes:

4. Mond. Er wird schwächer, wenn er sich dem Rande des Jupiter nähert, glänzt während der ersten 10 bis 15^{m} des Vorübergangs, ver-

[1]) Observatory, Vol. 10, 1887, Décembre.

schwindet darauf für etwa die gleiche Zeitdauer, erscheint dann als schwacher Fleck und wird später von graulicher Farbe.

2. Mond. Bleibt stets weiß während des Vorübergangs; sein Glanz wird durch die Nähe des Jupiterrandes wenig beeinträchtigt.

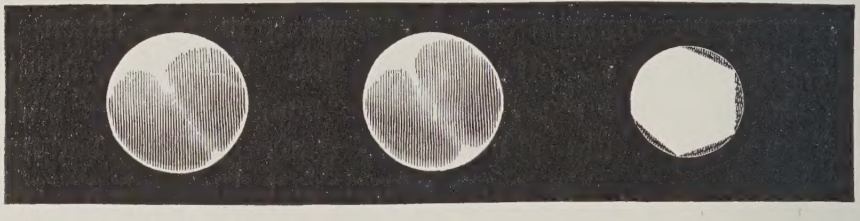
3. Mond. Verschwindet bisweilen, zeigt sich dann als schwarzer Fleck, bleibt auch bisweilen hell.

1. Mond. Verschwindet zuerst und nimmt dann eine Färbung zwischen Grau und Schwarz an.

Spitta hat die Erscheinungen an einem Modell nachgeahmt, indem eine den Jupiter vorstellende weiße Scheibe und ebenso die Scheibchen der Satelliten, die nach Bedürfnis dunkel getuscht waren, durch eine Laterna magica beleuchtet und aus der Ferne an einem kleinen Refraktor beobachtet wurden. Es ergab sich, daß alle oben erwähnten Erscheinungen der Jupitermonde nur durch die Unterschiede der lichtreflektierenden Kraft ihrer Oberfläche und der des Jupiter hervorgerufen werden. Dieselben werden zuerst merklich, wenn die Differenz der lichtreflektierenden Kräfte nahezu 0,5 beträgt, alsdann erscheint die kleine Scheibe grau und sie wird schwarz, sobald die Differenz 0,8 übersteigt.

6. Flecke auf den Trabantenscheiben. Abgesehen von früheren durchaus unsicheren Wahrnehmungen war es zuerst Schröter, der auf dem 2. und 3. Jupitermonde Flecke wahrzunehmen meinte. Dawes hat 1849 und 1860 Zeichnungen der Flecke des 3. Jupitermondes ausgeführt. Er sah diese Flecke 1867 wieder, fand sie aber in umgekehrter Lage, auch konnte er während der mehrstündigen Beobachtungen keine Bewegungen dieser Flecke entdecken. Die nebenstehenden Figuren (Fig. 63) sind Kopieen der Zeichnungen

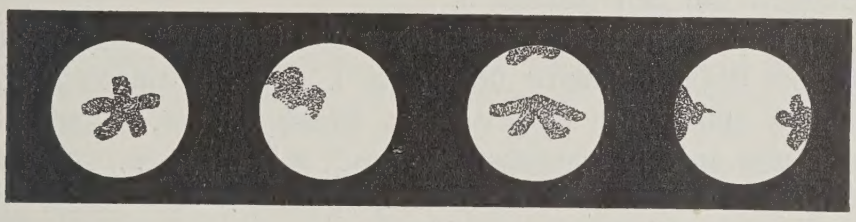
Fig. 63.



von Dawes. Die erste enthält eine Darstellung der Flecke vom 24. und 31. Januar 1860, die zweite zeigt das Aussehen des Mondes beim Durchgange am 11. Februar 1849. Man erkennt, daß der Satellit der Erde die gleiche Seite zuwandte. Am 21. August 1867, als Jupiter ohne sichtbare Satelliten außerhalb seiner Scheibe war, sahen Dawes und Barneby den Doppelfleck wieder, er war aber dieses Mal an der südwestlichen Seite. Die dritte Figur zeigt den 4. Jupitermond nach Dawes, wie er sich oft darstellt. Gruithuisen sah am 8. März 1814 beim Vorübergange des 3. Mondes vor dem Jupiter im Südwesten des Trabantscheibchens einen dunkeln, den Rand scheinbar umfassenden Flecken und einen runden in der Mitte. Schröter sah bei diesem Monde einen dunkeln Flecken nahe beim nördlichen Rande, und etwa ein Neuntel der Fläche des Scheibchens bedeckend. Secchi in

Rom hat mit einem 9zölligen Refraktor unter Anwendung einer 1000fachen Vergrößerung besonders den 3. Mond genau untersucht. Bei hinreichend ruhiger Luft sah er die Flecke stets, und vergleicht diesen Mond mit dem Aussehen der gefleckten Marsscheibe in einem kleinen Fernrohre. Secchi hat 1855 eine Anzahl von Zeichnungen der Oberfläche des 3. Jupitermondes ausgeführt, von denen hier einige dargestellt sind (Fig. 64). Diese Zeichnungen weichen von den Dawesschen gänzlich ab; Secchi hält sie indes für zuverlässig, und folgerte daraus, daß der 3. Jupitermond sich rascher um seine Achse dreht, als er seinen Umlauf vollendet. Zuverlässigere Beobachtungen der Flecke auf der Scheibe der Jupitermonde haben erst die sehr großen Fernrohre der neuesten Zeit gestattet. Im September 1890 beobachtete E. E. Barnard auf der Lick-Sternwarte am 12zölligen Refraktor den Vorübergang des 1. Jupitermondes vor der Scheibe seines Planeten.

Fig. 64.



Der Satellit erschien ihm als dunkler, länglicher Fleck auf einer hellen Region des Jupiter. An starker Vergrößerung zeigte er sich deutlich doppelt, und zwar beide Komponenten senkrecht stehend zur Richtung der Streifen des Jupiter. Burnham sah während einer halben Stunde die gleiche Erscheinung. Bei späteren Gelegenheiten wurde der nämliche Satellit, wenn er über einen dunkeln Teil der Jupiterscheibe hinwegzog, als heller, länglicher Fleck gesehen, und zwar war seine Verlängerung alsdann parallel den Jupiterstreifen. Auf dem freien Himmelsgrunde erschien dieser Mond indessen stets völlig rund. Zur Erklärung der seltsamen Wahrnehmungen bietet sich die Annahme, daß der Satellit rund ist, aber einen hellen Äquatorialstreifen besitzt, während seine Pole dunkel sind, und er um eine Achse rotiert, die nahe senkrecht zu der Ebene seiner Bahn steht. In diesem Falle wird bei seinem Vorübergange vor der Jupiterscheibe auf einem hellen Teile der letztern sein heller Äquatorialstreifen ihn scheinbar in zwei Teile teilen, und nur die beiden dunkeln Polarkappen werden sichtbar sein; auf einem dunkeln Streifen Jupiters werden umgekehrt diese letzteren nicht gesehen werden, sondern nur der helle Äquatorialstreifen, und der Satellit wird sich jetzt als ein längliches helles Fleckchen darstellen. Die Bestätigung dieser Erklärung konnte Barnard am 25. September 1893 am 36zölligen Refraktor liefern. Der Satellit erschien an diesem Tage bei seinem Vorübergange zuerst als helles, längliches Fleckchen, als er auf der dunkeln Region nahe dem Jupiterrande stand; später zeigte er sich als ein dunkler Doppelfleck genau so wie am 12-Zoller 1890. Allein in den Momenten größter Bildschärfe wurde er bestimmt als kleine runde Scheibe erkannt mit dunkeln Flecken an den Polen und einer hellen Äquatorialzone. Am 12. November wurde er unter ähnlichen Umständen

wieder beobachtet und bot die gleichen Erscheinungen dar. Der beste Anblick der dunkeln Polarkalotten und des hellen Streifens wurde am 19. November an 1000facher Vergrößerung des 36-Zollers erhalten. Bei diesem Vorübergange zeigte sich der Satellit zum Teil auf seinen eigenen Schatten projiziert, zum andern Teile auf dem südlichen Rande des Äquatorialstreifens des Jupiter und zum Teil auf einer hellen Region dieses Planeten. Unter solchen Umständen und bei sehr guten Bildern erschien dieser Mond im großen Teleskop fast körperlich. Der helle Äquatorialstreif des Trabanten war nicht genau parallel den Jupiterstreifen, so daß eine geringe Neigung der Rotationsachse des Satelliten wahrscheinlich ist. Ferner erschien die südliche dunkle Polarkalotte bisweilen etwas schmaler als die nördliche, so daß der südliche Rotationspol dieses Mondes damals von uns abgewendet war. Barnard glaubt ferner, auf Grund gewisser Eigentümlichkeiten im Aussehen des hellen Streifens, daß die Rotationsdauer dieses Satelliten nicht zusammenfällt mit seiner Umlaufszeit um den Jupiter [1]).

Flecke auf dem 3. Jupitermonde wurden von Campbell und Schaeberle am 36-Zoller der Lick-Sternwarte beobachtet [2]). An 2000facher Vergrößerung bei ungewöhnlich guter Luft erschien dieser Mond am 24. August 1891 vollkommen rund und mit so deutlichen Flecken, daß mehrere, unabhängig gemachte Zeichnungen derselben völlig übereinstimmten. Vor allem zeigten sich zwei dunkle Streifen, die durch eine helle Zone voneinander getrennt waren, auch war die nördliche Polarregion heller als die übrigen Teile der Scheibe. Während der Monate September und Oktober konnten die Beobachtungen mit Erfolg fortgesetzt werden und alle Teile der Oberfläche des Trabanten wurden gezeichnet. Im ganzen erkannte man drei dunkle Streifen, von denen der südlichste der schwächste ist und welche etwa 30° gegen den Jupiteräquator geneigt sind, so daß die Rotationsachse dieses Mondes einen ebenso großen Winkel mit derjenigen des Jupiter bildet. Die Vergleichung der Zeichnungen lehrte sogleich, daß dieser Mond in der nämlichen Zeit rotiert, in der er einen Umlauf um den Jupiter vollbringt. Wenn man das Detail dieser Zeichnungen betrachtet und die Bemerkungen der beiden Beobachter damit in Beziehung setzt, so muß man zu der Überzeugung kommen, daß die Wahrnehmungen anderer Beobachter an schwachen Instrumenten über die Flecke des 3. Jupitermondes nur Täuschungen gewesen sein können.

In den Jahren 1893 bis 1895 hat Barnard am 36-Zoller der Lick-Sternwarte den 3. und 4. Jupitermond bezüglich seiner Flecke genau untersucht [3]). Die Flecke zeigten sich stets matt mit unscharfen Grenzen, aber doch deutlich genug, um über ihr Vorhandensein keinen Zweifel zu lassen. Beim 3. Monde sah Barnard den Polarfleck bisweilen so hell, daß er über den Rand des Trabanten hervorzuragen schien; zweimal wurde auch ein südlicher Polarfleck dieses Satelliten gesehen, aber niemals beide zugleich. Der 4. Mond zeigte einen hellen Polarfleck, der dem des 3. Trabanten kaum nachstand, meist am südlichen Rande, einmal auch zugleich mit einem am nördlichen Rande.

---

[1]) Monthly Notices, Vol. 54, Nr. 3, p. 134. — [2]) Publ. Astr. Soc. of the Pacific, Vol. 3, Nr. 19, p. 359. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3453.

Der nördliche Polarfleck auf dem 3. Monde erschien bisweilen sehr groß, besonders am 18. November 1894, wo er fast ein Viertel bis ein Drittel vom Durchmesser der Scheibe dieses Satelliten besaß.

Um die Sichtbarkeit der Polarflecke in Bezug auf die Stellung des Satelliten in seiner Bahn zu ermitteln, hat Barnard alle seine bezüglichen Beobachtungen in eine Zeichnung eingetragen, welche die Bahn des 3. Mondes darstellt. Man ersieht aus derselben sofort, daß der helle Fleck stets am nachfolgenden Rande des Planeten sichtbar war, niemals aber an der bei der Bewegung voraufgehenden Seite. Wenn es sich, wie Barnard glaubt, hier um einen wirklichen Polarfleck handelt, so ist es befremdlich, daß derselbe während eines Teils des Umlaufs des Satelliten um den Jupiter verborgen bleibt. Falls die Flecke nicht excentrisch gegen die Umdrehungspole liegen, sollte ihr Verschwinden vielmehr in Beziehung zum Umlaufe des Jupiter um die Sonne stehen.

7. Der 5. Mond.

Über die Entdeckung dieses Jupitermondes berichtet E. E. Barnard folgendes[1]):

„Am Freitag, den 9. September 1892, war meine Nacht, in welcher mir der 36-Zoller zur Beobachtung verfügbar blieb. Nachdem ich zuerst den Mars untersucht und die Position seiner Satelliten gemessen hatte, begann ich eine Untersuchung der unmittelbaren Umgebung des Jupiter. Gegen 12 Uhr ungefähr entdeckte ich einen feinen Lichtpunkt dicht dem Planeten folgend und nahe dem 3. Monde stehend, der sich seinem Durchgange näherte. Sogleich vermutete ich, das Lichtpünktchen könne ein unbekannter Satellit sein, und begann unmittelbar Positionswinkel und Distanz desselben vom 3. Monde zu messen. Für den Augenblick erschien dies als die einzig mögliche Art und Weise, die Position des Objekts zu sichern, denn sobald der kleinste Teil der Jupiterscheibe ins Gesichtsfeld trat, verschwand das Lichtpünktchen augenblicklich. Ich nahm zwei Messungen der Distanz und eine des Positionswinkels vor, aber der Anschluß an Jupiter konnte nicht gewonnen werden, denn einer der Mikrometerfäden war gebrochen, und der andere hatte sich gelockert. Bevor es möglich war, irgend etwas anderes zu thun, verschwand das Lichtpünktchen in dem hellen Scheine, der den Jupiter umgab. Ich war indessen durch den Umstand, daß das Objekt nicht hinter dem Jupiter bei dessen Bewegung zurückgeblieben war, überzeugt, dasselbe sei ein Satellit. Mit Sorgfalt untersuchte ich nun den vorangehenden Rand des Planeten, um das Hervortreten des Satelliten zu erkennen, allein bis zum Tagesanbruche konnte nichts gesehen werden. Obgleich überzeugt, daß ein neuer Mond des Jupiter gefunden sei, riet doch die äußerste Vorsicht dazu, eine sorgfältige Bestätigung abzuwarten, ehe eine öffentliche Ankündigung der Entdeckung erfolgte.

Die folgende Beobachtungsnacht am 36-Zoller gehörte Prof. Schaeberle, doch trat er mir dieselbe freundlichst ab, und kurz vor Mitternacht wurde der neue Mond wiedergesehen, als er sich von dem nachfolgenden Rande des Planeten rasch entfernte. An diesem Morgen hatte ich neue Fäden im Mikrometer eingezogen und begann nun eine Reihe sorgfältiger Positionsbestimmungen des Satelliten. Es ergab sich, daß der letztere in 36″ Distanz vom Jupiterrande stationär wurde, dann, nachdem er in dieser Lage kurze Zeit verblieben, näherte er sich rasch dem Jupiter und verschwand in dem diffusen Scheine nahe dem Rande des Planeten. Wegen seiner großen Nähe beim Jupiter ist es schwierig, etwas über seine Helligkeit zu sagen; alles in allem möchte ich ihn 13. Größe schätzen."

Es liegen bis jetzt nur zwei längere Beobachtungsreihen über diesen Mond vor, nämlich außer derjenigen des Entdeckers Barnard[2]) eine solche

[1]) Astronomy and Astrophysics, Nr. 108. — [2]) Yerkes-Observatory, 1899, Bulletin Nr. 10.

von H. Struve, die am 30-Zoller in Pulkowo erhalten wurde, wenngleich es nach den Beschreibungen dieser beiden Beobachter möglich sein dürfte, auch mit Fernrohren von etwas kleineren Dimensionen den Trabanten zu beobachten. Die Berechnung von F. Cohn[1]) ergiebt folgende Bahn für die Epoche 1892 November 1,00: Excentrizität $= 0{,}00501 \pm 0{,}00041$, Länge des Perijoviums $207{,}2^0 \pm 6{,}2^0$, jährliche Bewegung desselben: $911{,}7^0 \pm 8{,}1^0$. Tägliche Bewegung des Trabanten in seiner Bahn: $722{,}63160^0$. Aus letzterer folgt als Umlaufszeit desselben $T = 11^h\ 57^m\ 22{,}6790^s \pm 0{,}0145^s$. Für die halbe große Achse der Bahn hat F. Cohn den Wert abgeleitet, der aus dem dritten Keplerschen Gesetze folgt, indem er nach Newcomb für die Masse des Jupitersystems $\frac{1}{1047{,}35}$ der Sonnenmasse annimmt. Es ergab sich auf diese Weise die halbe große Achse zu 48,025″, bis auf höchstens $\pm$ 0,005″ unsicher. Nach den ferneren Untersuchungen kann die Neigung der Bahn nur gering sein, sie erreicht nicht 30′.

Da die Abplattung des Jupiter einen merklichen Einfluß auf die Bewegung seines 5. Mondes ausübt, so läßt sich umgekehrt aus dieser Bewegung ein Rückschluß auf diese Abplattung machen. F. Cohn zeigte, daß unter den äußersten noch zulässigen Annahmen für den Äquatorialdurchmesser des Jupiter und die jährliche Bewegung des Perijoviums seines 5. Satelliten die Abplattung des Jupiter nicht größer als $\frac{1}{14{,}73}$ und nicht kleiner als $\frac{1}{15{,}73}$ sein kann. Die Vergleichung mit den direkten Bestimmungen dieser Abplattung durch Messung ergiebt, daß fast alle gemessenen Werte derselben kleiner sind, als die Theorie fordert, besonders alle Heliometermessungen außer denjenigen von Bessel.

Saturn.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Leverrier): $a = 9{,}538852$; $e = 0{,}0559003 - 0{,}000003431$; $\pi = 91^0\ 5'\ 38{,}7'' + 70{,}441''$; $\Omega = 112^0\ 47'\ 2{,}7'' + 31{,}391''$; $i = 2^0\ 29'\ 32{,}1'' - 0{,}140''$; $\mu = 120{,}45465''$; Masse $= 1 : 3501{,}6$ der Sonnenmasse. — Mittlerer scheinbarer Durchmesser in der Entfernung 1 : Saturnskugel im Äquator: 162,67″; große Achse des Ringsystems: 374,99″; Rotationsdauer der Saturnskugel: $10^h\ 14^m\ 23{,}8^s$.

Dieser Planet ist für den Anblick im Teleskop einzig in seiner Art; kein anderer Himmelskörper gleicht ihm. Jeder, dessen Erwartungen nicht durch übertriebene Abbildungen zu hoch gespannt sind, wird, selbst unter Benutzung eines mäßigen Fernrohrs, vom Saturn in hohem Grade befriedigt werden. Saturn bietet eine Eigentümlichkeit dar, welche im Planetensystem nicht weiter angetroffen wird, indem der Centralkörper von einem System flacher, frei über seinem Äquator schwebender Ringe umgeben wird. Außerdem besitzt er ein Gefolge von mindestens 8 vielleicht 9 Trabanten, von denen fünf auch schon an Teleskopen von $3^1/_2$″ Öffnung gesehen werden können. Bei schwacher Okular-

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3403 u. 3404.

vergrößerung erblickt man zu Zeiten diese Trabanten bequem im Gesichtsfelde, und kann, wenn in der Nähe ein Fixstern steht, bei mehrstündiger Beobachtung, gleich dem ältern Herschel, das Schauspiel genießen, den Saturn mit seinem ganzen Gefolge an einem solchen Sterne vorbeiziehen zu sehen. Wenige andere Beobachtungen gewähren einen solchen Eindruck als der Vorbeizug des „langsam Wandelnden" (wie Saturn im Sanskrit genannt wird) und seiner Monde vor einem aus den Tiefen der Himmelsräume aufglimmenden Fixsterne.

Die scheinbare Helligkeit des Saturn ist infolge der veränderlichen Gestalt seines Ringsystems, von der Erde aus gesehen, periodisch sehr ungleich. Nach G. Müllers Messungen [1]) beträgt der Lichtzuwachs, den dieser Planet durch seine Ringe erhält, wenn sie am weitesten geöffnet sind, eine volle Größenklasse. Bei günstiger Opposition erreicht dann das System 0,4 Größenklasse mehr an Helligkeit als Arktur; in der Nähe der unteren Konjunktion und bei verschwundenem Ringe erscheint der Planet von 1,5. Größe, also in der Helligkeit von α Leonis. Da die Phase nur sehr klein ist, so ist ein Einfluß derselben auf die Helligkeit nicht zu erwarten, dennoch haben die Messungen in Potsdam denselben in höchstem Grade wahrscheinlich gemacht [2]). Die bei zwölf verschiedenen Erscheinungen des Planeten ausgeführten Messungen zeigen nach G. Müller deutlich eine Zunahme der Helligkeit vor der Opposition und eine Abnahme nach derselben von solchem Betrage, daß die Lichtstärke des Systems 60^d vor oder nach der Opposition etwa 79 Proz. der Oppositionshelligkeit ausmacht. Diese Differenz ist gering, scheint aber in den Messungen verbürgt. Als mittlere Reflexionsfähigkeit der Saturnskugel (nach Seeligers Definition) findet G. Müller den Wert 0,961, also ein außerordentlich hohes Reflexionsvermögen, welches auf eine sehr dichte Atmosphäre deutet.

Im Spektrum des Saturn konnte Vogel [3]) durch Okularbeobachtungen die hervorragendsten Linien des Sonnenspektrums erkennen. Nicht in Übereinstimmung mit letzteren sind einige Banden, vorzüglich im Rot und Orange. Diese fallen zusammen mit Liniengruppen des Absorptionsspektrums unserer Atmosphäre, mit Ausnahme eines sehr intensiven Bandes von $\lambda = 6182$. Die blauen und violetten Strahlen erleiden eine gleichmäßige Absorption beim Durchgange durch die Saturnsatmosphäre und dies ist besonders auffallend im Spektrum des dunkeln Äquatorialgürtels. Das Spektrum der Saturnkugel steht demnach in vollster Übereinstimmung mit dem Jupiterspektrum. Im Spektrum des Saturnringes fehlt dagegen das charakteristische Band im Rot oder ist doch nur höchst schwach angedeutet, woraus Vogel schloß, daß den Ring entweder keine oder nur eine sehr wenig hohe oder dichte Gasschicht umgiebt. Dieses Ergebnis ist durch Prof. Keeler am Lick-Refraktor bestätigt worden [4]), sowie jüngst durch eine photographische Aufnahme am 40zölligen Yerkes-Refraktor [5]). Dieselbe zeigt zwischen D und $H\alpha$ ein breites Absorptionsband im Spektrum der Saturnkugel, aber keine Spur davon in dem des Ringes.

---

[1]) Photometrie der Gestirne, S. 394. — [2]) A. a. O., S. 394. — [3]) Spektra der Planeten, 1874, S. 45. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 2927. — [5]) Yerkes-Observatory, 1899, Bulletin Nr. 6.

Vom Spektrum des Saturn hat Huggins 1887 und 1889 photographische Aufnahmen gemacht, auf denen sich die Linien $H\gamma$, G, H, K und zwei Gruppen im Ultraviolett erkennen lassen. Eine Aufnahme zu Potsdam vom 17. März 1892 läßt 30 Fraunhofersche Linien erkennen und keinerlei Abweichung vom Sonnenspektrum [1]).

Die Masse Saturns beträgt nach der Berechnung der Besselschen Messungen des 6. Trabanten durch Struve $\frac{1}{3502 \pm 0{,}77}$ der Sonnenmasse. Eine neue Bestimmung derselben hat Asaph Hall durch Messungen des nämlichen Trabanten mit dem Heliometer der Yale-Sternwarte in den Jahren 1885 bis 1887 geliefert [2]) und sie führt für das Saturnsystem auf $\frac{1}{3500{,}1 \pm 1{,}44}$ der Sonnenmasse. Das Mittel aus beiden Werten kann nur wenig von der Wahrheit abweichen. Die Masse des Saturnringes ist schwer zu bestimmen, Bessel fand dafür $\frac{1}{118}$ der Masse des Saturn, allein Tisserand zeigte, daß dieser Wert viel zu groß ist. Auf Grund der Beobachtungen H. Struves seit 1884 über die Bewegung der inneren Trabanten findet Prof. Deichmüller die Ringmasse zu $\frac{1}{26\,200}$ der Saturnmasse [3]), jedenfalls ist sie sehr gering.

Gestalt und Größe. Saturn ist abgeplattet und diese Abplattung die bedeutendste, welche wir bei einem Planeten kennen; dennoch macht sie sich bei bloßer Betrachtung im Fernrohre nicht so deutlich geltend als diejenige des Jupiter. Es rührt dies jedenfalls daher, weil der Ring auf die ruhige Schätzung störend wirkt, und auch der Durchmesser der Saturnscheibe beträchtlich kleiner ist, als der des Jupiter.

Über die gemeine Gestalt des Saturn haben geraume Zeit hindurch Zweifel geherrscht, da W. Herschel diesen Planeten mit einer lokalen Abplattung behaftet glaubte. Schon 1776 sah er, daß die Saturnscheibe nicht genau kreisförmig ist, und fünf Jahre später erkannte er die größere Abplattung als beim Jupiter. Im Jahre 1805 fand Herschel mit einem neuen siebenfüßigen Spiegelteleskope die Abplattung erst in hohen Breiten, nahe den Polen des Planeten, rasch zunehmend [4]). Herschel hat nach seinen Beobachtungen eine Zeichnung der Gestalt des Saturn entworfen. Die Umrisse derselben folgen hier (Fig. 65) in getreuer Wiedergabe. Spätere genaue Messungen von Bessel und Main haben keine Spur dieser sonderbaren Abweichung der Saturnscheibe von der rein elliptischen Gestalt erkennen lassen; auch hat Bessel gefunden, daß die Wirkung des Ringes keine derartige Anomalie des Saturnkörpers hervorbringen kann. Die Anomalie ist, wie Denning nachgewiesen [5]), lediglich eine optische Täuschung.

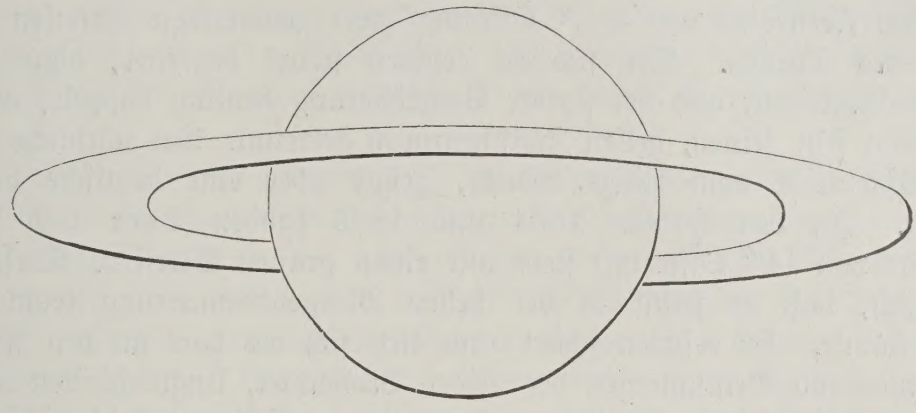
Bezüglich der scheinbaren Größe des Saturn (und seines Ringsystems) weichen die Ergebnisse der Messungen merkwürdig voneinander ab. Die sehr sorgfältigen Messungen Bessels 1830 bis 1833 ergaben: Äquatorialdurchmesser 17,053″, Polardurchmesser 15,381″, Bond fand 1848 bis 1856 im Mittel:

---

[1]) Vogel in den Sitzungsber. d. Preuß. Akad., 1895, 2. — [2]) Transact. of the Observ. of Yale-University, Vol. 1, Part. 2. — [3]) Sitzungsber. d. Niederrh. Ges. f. Natur- u. Himmelskunde zu Bonn, 15. März 1895. — [4]) Bodes Jahrbuch für 1809, S. 197. — [5]) Monthly Notices, Vol. 41, p. 84.

17,32″ und 15,46″, Kaiser (1862 bis 1866): 17,27″ und 15,39″. Hermann Struve hat neuerdings seine Messungen der Satellitenabstände vom Saturn zur Bestimmung des scheinbaren Durchmessers dieses letztern benutzt [1]) und ebenso die Verfinsterungen mehrerer Trabanten. Er findet auf diesem Wege den Äquatorialdurchmesser = 17,500″, den Polardurchmesser = 15,775″.

Fig. 65.



Barnards Messungen 1894 ergaben 17,744″ und 16,307″. Es ist nicht möglich, zwischen diesen Angaben zu entscheiden, doch deutet manches darauf hin, daß die Besselschen Werte der Wahrheit am nächsten kommen. Hiernach ist die Abplattung des Saturn $\frac{1}{10{,}2}$.

Streifen und Flecke. Rotationsdauer. Die Saturnkugel zeigt mehrere sowohl untereinander, als dem Äquator parallele Streifen, die jedoch schwieriger wahrzunehmen sind, als die des Jupiter; auch lassen sie sich fast bis an den Rand der Scheibe verfolgen. Schon Cassini erkannte mittels seiner langen Campanischen Fernrohre zuerst 1683 Streifen auf dem Saturn, deutlicher sah dieselben Messier 1762 und 1766. Herschel sah 1780 zwei, die dem Ringe parallel und je nach der Stellung des Saturn aufwärts oder abwärts gebogen erschienen, so daß die Kugelgestalt des Planeten deutlich ins Auge fiel. In diesen Streifen erkannte Herschel einen dunkeln Fleck, der seine Lage veränderte, woraus der große Beobachter folgerte, daß sich Saturn in der gleichen Richtung wie Jupiter um seine Achse drehe. Im November 1793 sah Herschel mit einem 7füßigen Reflektor und 287maliger Vergrößerung auf der Saturnscheibe drei dunkle und zwei von ihnen umschlossene, schmale, helle Streifen, oder auch einen breiten, dunkeln Streifen mit zwei hellen Parallelzonen darin. Die Farbe des dunkeln Streifen war gelblich. Der Raum zwischen ihm und dem Südpole des Planeten hatte eine blasse, weißliche Farbe und war weniger hell als der weiße Äquatorialstreif und viel weniger als der Ring. Im allgemeinen waren diese Streifen außerordentlich unveränderlich, nur zuweilen zeigten sich kleine Abweichungen in Farbe oder Deutlichkeit, aus deren periodischer Wiederkehr Herschel auf eine Umdrehung der Saturnkugel von $10^h\ 16^m$ schloß [2]). Schröter beobachtete die Saturnkugel mit seinem 13füßigen Reflektor 1796.

[1]) Monthly Notices, Vol. 54, Nr. 8, p. 452. — [2]) Phil. Transact. for 1794.

Damals zeigte die Scheibe einen doppelten Äquatorialgürtel mit einer schmalen, hellen Zone. Schröter glaubte jedoch aus der bald größern, bald geringern Deutlichkeit des Streifens, „ohne alles kennbare Abzeichen", die Rotation der Kugel nicht beurteilen zu dürfen. „Einzelne dunklere, verwaschene, kennbare Stellen", sagt er, „fallen selten vor, sind vergänglich atmosphärisch und dauern nicht lange." Im Jahre 1821 sah Kunowsky mit seinem Fraunhoferschen Fernrohre von $4^1/_3$″ Öffnung zwei zonenartige Streifen auf der Scheibe des Saturn. Der südliche erschien scharf begrenzt, ohne sichtbare Unregelmäßigkeiten, und bei starker Vergrößerung deutlich doppelt, und zwar durch einen sehr feinen, hellen Zwischenraum getrennt. Der nördliche Streifen war größtenteils vom Ringe bedeckt, zeigte aber eine deutliche bräunliche Färbung. In den Jahren 1834 und 1835 fanden Beer und Mädler (Fernrohr von 44‴ Öffnung) stets nur einen grauen Streifen. Derselbe war so deutlich, daß er selbst in der hellen Morgendämmerung leicht gesehen werden konnte. Er erschien scharf und ließ sich bis hart an den Rand verfolgen, aber alle Bemühungen der beiden Beobachter, Ungleichheiten oder Veränderungen in diesem Streifen wahrzunehmen, schlugen fehl. Die Wahrnehmung bestimmter dunkler Flecke, ähnlich denjenigen des Jupiter, gelingt beim Saturn nur sehr selten; vielleicht kommen sie hier überhaupt nie vor. Dagegen hat man bisweilen helle Punkte auf seiner Scheibe gesehen. In der Nacht des 7. Dezember 1876 sah Prof. Hall in Washington mit dem 26zölligen Clarkschen Refraktor einen solchen hellen Fleck von 2″ bis 3″ Durchmesser, rund und scharf. Derselbe zeigte eine rasche Bewegung im Sinne der Rotation. Am folgenden Tage wurden mehrere amerikanische Sternwarten benachrichtigt und zur Beobachtung des Fleckes aufgefordert. In der That fand man ihn an vier verschiedenen Beobachtungsorten, und er konnte bis zum 2. Januar verfolgt werden. Es ergab sich [1]) als Rotationsdauer eine Periode von $10^h\ 14^m\ 23{,}8^s$, also sehr nahe übereinstimmend mit dem mehr als 80 Jahre früher von Herschel gefundenen Werte. Als Ergebnis seiner Beobachtungen am 26-Zoller zu Washington in den Jahren 1875 bis 1889 bemerkt Prof. Hall [2]), daß die Kugel des Saturn sehr wenig Veränderungen gezeigt habe. Die bemerkenswerteste war das Auftreten des weißen Fleckes am 7. Dezember 1876. Gegen die Pole hin erschien Saturn stets von dunkelgrauer Farbe mit einigen schwachen Streifen.

Im Dezember 1883 und bis zum März 1884 erschien mir die südliche Hemisphäre des Saturn, außerhalb der hellen Äquatorialzone, stets einförmig grau überzogen, nur der Rand gegen den Äquator hin war etwas dunkler und machte in den besten Momenten den Eindruck eines schmalen Streifens. Die Polarkalotte erschien nicht bläulichweiß, sondern im Gegenteil rauchförmig dunkel, dunkler als irgend ein anderer Teil der Scheibe. Genau ähnlich sah Holden den Saturn um diese Zeit [3]). Am 2. Dezember fand er die helle Äquatorialzone südlich durch einen schmalen schwarzen Strich begrenzt, nördlich ebenfalls. Der schmale dunkle Strich, der die graue südliche Kalotte von

[1]) Astr. Nachr., Bd. 90, S. 149. — [2]) Washington Observ. 1885; Appendix II. Washington 1890. — [3]) Observatory, 1884, p. 74.

der hellen Äquatorialzone trennt, erscheint auch auf einer Zeichnung der Gebr. Henry [1]).

Dunkle Flecke, welche in neuerer Zeit einige Beobachter mit kleinen Instrumenten auf dem Saturn gesehen haben wollen, sind an den größten Teleskopen vergebens gesucht worden.

Im Jahre 1891 konnte William Pickering [2]) auf der Arequipa-Station an einem 13zölligen Refraktor keine Spur der Flecke erkennen, welche kurz zuvor Stanley Williams auf demselben gesehen haben will; außerdem zeigte der Planet nur schwach markierte Streifen ohne weiteres Detail.

Prof. E. E. Barnard bemerkt [3]), daß er zusammen mit S. Burnham am 13. Juli 1896 unter äußerst günstigen Umständen den Saturn mit verschiedenen Vergrößerungen des $18^1/_2$zölligen Refraktors zu Chicago untersuchte, ohne eine Spur der Flecken auf der Scheibe (und der Trennungen auf dem Ringe) wahrzunehmen, welche andere Beobachter am kleinen Instrumente gesehen haben wollen. Unmittelbar nachher wurden zur Konstatierung der günstigen Luftverhältnisse Doppelsterne von weniger als 0,25″ Distanz gemessen.

Während der Opposition von 1896 hat Barnard den Saturn vom Februar bis zum Juli unter den günstigsten Verhältnissen am 36-Zoller beobachtet [4]). Sein Aussehen bot durchaus nichts Ungewöhnliches dar; die dunkeln und hellen Flecke, welche andere auf der Scheibe dieses Planeten gesehen hatten, blieben, wie Barnard sich bezeichnend ausdrückt, jenseits der Kraft des 36-Zollers sowohl als des 12-Zollers bei guten und schlechten Luftverhältnissen. Nur ein schmaler dunkler Streifen war auf der Saturnkugel zu sehen, welcher ungefähr die Mitte der breiten hellen Äquatorialzone bezeichnete. Diese helle Zone wurde im Norden von einer dunkeln diffusen Zone begrenzt, die sich bis zum Nordrande des Planeten ausdehnte, doch war die nördliche Polarzone wieder etwas heller. Ein- oder zweimal wurde ein sehr kleiner und sehr dunkler Fleck am Nordpole des Saturn gesehen. Um dieselbe Zeit hat auch Stanley Williams den Saturn mit einem Reflektor von nur $6^1/_2$″ Öffnung beobachtet und auf der nördlichen Hemisphäre des Saturn nicht weniger als elf dunkle Flecke wahrgenommen, aus denen er sogar die Rotationsdauer des Saturn ableitete; außerdem hat er helle Äquatorialflecke wahrgenommen, und zwar zu den verschiedensten Zeiten in den Monaten Februar bis Juni. Auch diese lieferten ihm Werte für die Rotationsdauer der Saturnkugel. Ähnliche Flecke hat Williams 1891, 1892 und 1893 gesehen und daraus Ergebnisse über die Eigenbewegung derselben abgeleitet. Nach den bestimmten Aussagen von Barnard kann es kaum einem Zweifel unterliegen, daß die Wahrnehmungen von Stanley Williams Täuschungen sind, wie denn auch überhaupt keine früheren Beobachter des Saturn von solchen zahlreichen hellen und dunkeln Flecken berichten.

---

[1]) Bull. Astronomique, Tom. I, 1884. — [2]) Astronomy and Astrophysics, Nr. 108, p. 649. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3365. — [4]) Monthly Notices, Vol. 56, p. 354.

Das Ringsystem des Saturn.

Dasselbe ist, soweit unsere Beobachtungen reichen, einzig in seiner Art, und besteht aus mehreren konzentrischen, sehr flachen und nur wenig gegeneinander geneigten Ringen, die frei über den äquatorialen Gegenden des Saturn schweben und uns abwechselnd bald die eine, bald die andere Seite oder die schmale Kante zuwenden. Die Periode dieser Veränderungen umfaßt einen Umlauf des Saturn oder nahezu $29^1/_2$ Jahre. Gegen die Ebene der Erdbahn sind die Ringe nahezu $28^1/_3{}^0$ geneigt und behalten diese Neigung unverändert bei, so daß sie bei der Fortbewegung des Saturn am Himmel sich selbst parallel bleiben. Deshalb erscheint das Ringsystem von der Erde aus gesehen bald als mehr oder minder geöffnete Ellipse, bald als in der Mitte dickere, gegen die Endpunkte hin aber spitz zulaufende Linie, die immer schmaler wird und zuletzt ganz verschwindet. Wenn Saturn im Sternbilde des Wassermanns oder des Löwen steht, verschwindet sein Ring; steht er dagegen im Stier oder Skorpion, so zeigt sich derselbe als am meisten geöffnete Ellipse. Außerdem wird der Ring für uns unsichtbar, wenn wir nur seine dunkle Kante oder seine unbeleuchtete Seite sehen.

Der scheinbare Durchmesser des Ringsystems in mittlerer Entfernung von der Erde beträgt 40″, und wenn es gegen die Erde am weitesten geöffnet erscheint, so kann nach Webb schon ein scharf begrenzendes, achromatisches Fernrohr von 18‴ Öffnung bei 20facher Vergrößerung den Ring zeigen. In der That hat auch Galilei mit seinem sehr primitiven Sehrohre bei 30maliger Vergrößerung die Henkel des Ringes gesehen. Im Jahre 1610 schrieb er: „Wenn ich den Saturn beobachtete, so erscheint in der Mitte der größte Stern, die beiden anderen liegen westlich und östlich auf einer Linie, welche mit der Richtung des Tierkreises nicht zusammenfällt, und scheinen den Centralstern zu berühren.“ Hevels Fernrohr war weit besser als dasjenige Galileis, aber 1656 war auch jener Danziger Astronom noch nicht weiter gekommen als bis zu der Vorstellung, daß Saturn eine elliptische Gestalt besitze und an beiden Seiten zwei halbmondförmige Körper zeige, die mit den Spitzen unverrückt an ihm befestigt seien. Es folgten sich nun zahlreiche Hypothesen über die eigentliche Gestalt des Saturn, meistenteils von solchen, die selbst nie den Planeten durch ein Fernglas gesehen hatten. Erst Christian Huygens betrat den einzig richtigen Weg, und zwar den der anhaltenden, genauen Beobachtung. Er bediente sich dazu eines nicht achromatischen, selbstverfertigten Fernrohrs von $2^1/_3$″ Öffnung und 23′ Brennweite, das eine 100fache Vergrößerung vertrug. Schon 1656 scheint Huygens die richtige Vorstellung eines flachen, freien Ringsystems über dem Äquator des Saturn gefaßt zu haben, und veröffentlichte sie im folgenden Jahre, ohne daß jedoch vor 1659 die wissenschaftliche Welt allgemeiner darauf aufmerksam wurde. Es möge erwähnt werden, daß Huygens Vater von dieser Entdeckung — die übrigens erst nach Jahren allgemein anerkannt wurde — im höchsten Grade erfreut wurde und den Ruhm seines Sohnes in einem Gedichte feierte, aus dem folgende Verse der Aufbewahrung wert

sind, da er in denselben seinem Sohne einen Ruhm, dauernd wie das Firmament, voraussagt:

„Gloria sideribus quam convenit esse coaevam,
Et tantum coelo commoriente mori."

Die sorgfältige, wenngleich äußerst mühevolle Anwendung der langen, nicht achromatischen Ferngläser der damaligen Zeit lehrte den Saturnring bald schon etwas genauer kennen. Am 13. Oktober 1665 sollen die Gebrüder Ball zu Minehead mittels eines 38′ langen Fernrohrs eine schwarze Linie auf dem Ringe gesehen haben, die, wie wir heute wissen, eine Trennungsspalte von 380 Meilen (0,4″) Durchmesser ist und den Ring in zwei konzentrische Hauptteile teilt. Die Wahrnehmung dieser feinen, dunkeln Linie wäre für die damaligen Ferngläser eine Leistung ersten Ranges, doch haben genauere Nachforschungen ergeben, daß jene Wahrnehmung den Gebrüdern Ball nur irrtümlich zugeschrieben wird. Dagegen sah Campani im Juli 1664 den äußern Ring dunkler als den innern. Die Trennungslinie erblickte erst Dominicus Cassini im Jahre 1675 mit einem Campanischen Fernrohre von 3″ Öffnung, 34′ Brennweite und 90facher Vergrößerung[1]). Derselbe Beobachter bemerkte ebenfalls, daß der Teil des Ringes zwischen der schwarzen Linie und dem Saturn heller als der äußere sei. Wenige Jahre später, 1684, bemerkte Gallet[2]) in Avignon, daß der dunkle Zwischenraum zwischen den inneren Ringkanten und den Rändern des Saturn östlich etwas schmaler sei wie westlich. Diese Angabe blieb unbeachtet, bis Schwabe[3]) in Dessau am 21. Dezember 1827 mit einem Fraunhoferschen Fernrohr von $3^1/_2$′ Brennweite dieselbe Beobachtung machte. Damals schien ihm entschieden der dunkle Raum zwischen dem Ringe und dem Planeten im Osten der Scheibe breiter zu sein, als westlich davon. Struve[4]), South und John Herschel fanden die Thatsache bestätigt, doch beträgt die Differenz nur $^1/_5$″, ist außerdem veränderlich und zu gewissen Zeiten überhaupt nicht wahrnehmbar. So besonders bei der Opposition von 1894, wo Barnard den Saturn genau im Centrum des Ringsystems fand[5]).

W. Herschel sah die dunkle Trennungslinie zuerst im Juni 1778 mit einem 10füßigen Reflektor; sie schien ihm unveränderlich, und dem äußern Rande des Ringes näher als dem innern. Er wagte damals noch nicht, zu behaupten, diese schwarze Linie sei eine wirkliche Spalte, bevor er auf der entgegengesetzten (südlichen) Ringseite die gleiche Linie wahrgenommen hatte. Hierzu bot sich erst 1791 Gelegenheit. Folgendes möge aus Herschels Aufzeichnungen[6]) hervorgehoben werden:

„1791 den 13. Oktober. (zehnfüßiger Reflektor.) Mit 400maliger Vergrößerung sah ich die dunkle Zone sehr deutlich auf dem Ringe, sie hatte die nämliche Breite und Lage wie auf der Nordseite, war aber nicht völlig so dunkel, als der Raum zwischen dem innern Ringe und der Kugel.

Den 24. Oktober. Mit einem neuen, sehr schönen siebenfüßigen Reflektor sah ich diese Teilung des Ringes in gleicher Schwärze wie jenen Zwischenraum, und in

---

[1]) Journal des Savants 1677, Mars 1. — [2]) A. a. O., 1684, S. 198. — [3]) Astr. Nachr., Bd. 19, S. 1. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 139. — [5]) Monthly Notices, 1895, p. 354. — [6]) Phil. Transact., 1792.

der nämlichen Farbe, wie das Firmament außerhalb des Planeten. Mit dem 20füßigen Reflektor gleichfalls. Die dunkle Zone ist an beiden Seiten des Ringes gleich breit; ich sah sie sehr deutlich und konnte sie sowohl auf der dies-, als jenseitigen Hälfte des Ringes eine ziemliche Strecke bis zum Saturn gut verfolgen. Mit der 600maligen Vergrößerung etwa bis dahin, wo eine auf dem längsten Durchschnitt des Ringes stehende Linie den dunkeln Raum zwischen dem Saturn und dem Ringe zur Hälfte teilt. Mit dem 40füßigen Reflektor sah ich völlig das nämliche. Hieraus und aus meinen ehemaligen Bemerkungen glaube ich zu dem Schlusse berechtigt zu sein, daß Saturn zwei konzentrische Ringe von ungleicher Größe und Breite hat, die wahrscheinlich sich gegen den Äquator des Planeten neigen. Der schmalste ist auswendig und hat also den größten Durchmesser."

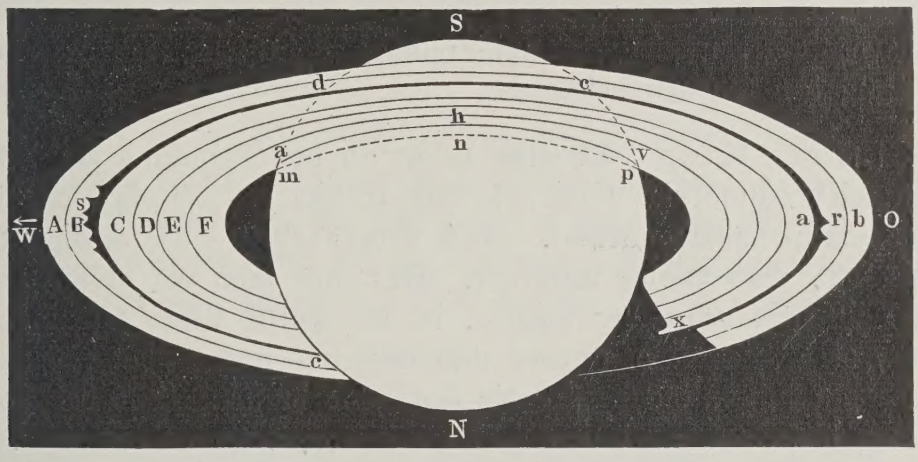
Bezüglich der Größenverhältnisse des Ringsystems gehen die Messungen ziemlich auseinander. Nach Bessels Heliometermessungen (1830 bis 1833) beträgt der scheinbare größte Durchmesser zwischen den äußersten Kanten in mittlerer Entfernung von der Erde 39,311″ und der aufsteigende Knoten des Ringes auf der beweglichen Ebene der Ekliptik liegt (1900) in 168° 4′ 55,1″ mit einer jährlichen Zunahme von 46,462″; die Neigung gegen die Ekliptik beträgt 28° 10′ 9,7″ mit einer jährlichen Abnahme von 0,35″. W. Struves Messungen ergaben (1826) den mittlern Durchmesser des Ringes zu 40,095″, Otto Struve fand (1852) 39,73″, Kaiser (1862 bis 1863) 39,471″, Barnard (1894) 40,249″. Die Mitte der Cassinischen Trennung liegt vom äußern Rande des Ringes nach Kaisers Messungen 2,62″ entfernt und ihre Breite beträgt nach W. Struve 0,4″. Die gesamte Breite des hellen Doppelringes beträgt nach W. Struve 6,71″.

Der äußere Ring. Schon Cassini hat 1675 hervorgehoben, daß die äußeren Teile desselben merklich lichtschwächer als die inneren Ringregionen sind. Diesen Helligkeitsunterschied kann man schon mit einem kleinen Fernglase wahrnehmen. Anhaltende Untersuchungen lassen erkennen, daß dieser Ring keine feste Masse sein kann, sondern daß auf ihm zeitweise Trennungen entstehen, die aber nach kurzem Bestande wieder verschwinden. Herschel hat im Verlaufe seiner langjährigen Saturnbeobachtungen niemals eine Spur solcher feinen Linien wahrgenommen, ebensowenig Schröter, wohl aber früher Short. Quetelet sah im Dezember 1823, als er ein Fernrohr von Cauchoix prüfte, eine deutliche Trennung des äußern Ringes. Am 25. April 1837 sah Encke am Berliner Refraktor mit einem neuen Okulare von Duwe, das 600mal vergrößerte, nahe der Cassinischen Trennungslinie eine andere dunkle Linie, deren Lage er durch Mikrometermessung bestimmen konnte[1]). Lassell versuchte am 7. September 1843, die Enckesche Trennungslinie wahrzunehmen, und zwar mittels eines neunzölligen Spiegelteleskops von 9′ Brennweite. Dawes war bei diesen Beobachtungen zugegen. Um eine starke Vergrößerung anzuwenden, die bei der ruhigen Luft vollständigen Erfolg versprach, wurde das achromatische Objektiv eines Mikroskops benutzt und dadurch eine 450fache Vergrößerung erreicht. Sofort erblickte Lassell sowohl als Dawes die dunkle Trennungslinie des äußern Ringes. Der letztere Beobachter vermochte die Breite derselben zu schätzen und fand sie gleich ein Drittel der Haupttrennung. Ein Okular mit 400facher Vergrößerung

[1]) Astr. Nachr., Bd. 15, S. 17.

zeigte die Linie ebenfalls, aber weniger sicher; mit schwächeren Vergrößerungen war sie unsichtbar [1]). In den Jahren 1872 bis 1876 hat L. Trouvelot den Saturnring mit den größten damals vorhandenen Refraktoren von 15 und 26 engl. Zoll Öffnung untersucht [2]). Er fand die Cassinische Trennung bemerkenswert deutlich, aber sie erschien niemals ganz ebenso dunkel als der Himmel außerhalb. Der Beobachter giebt eine schematische Zeichnung (Fig. 66) zur Erläuterung seiner Wahrnehmungen. Er fand stets, daß sich die Haupttrennung etwas schmaler an der dem Beschauer abgewandten Seite *c*, als an der entgegengesetzten bei *d* zeigte. Ferner bemerkte er kleine dunkle Winkelformen *r* und *s* nahe an den Scheitelpunkten der Hauptteilung, die anscheinend unverrückt ihre Lage behielten. Die Zahl dieser Spitzen war

Fig. 66.



veränderlich, eine, zwei, drei, vier, selbst fünf wurden zur selben Zeit an der gleichen Seite gesehen. „Obgleich diese Formen veränderlich sind", sagt der Beobachter, „obgleich sie erscheinen und verschwinden, so bin ich doch nie imstande gewesen, in einer Nacht einen Wechsel ihrer Stellungen, den man einer Rotation der Ringe zuschreiben könnte, zu entdecken." Die Enckesche Teilung war zur Zeit dieser Beobachtung ziemlich schwach; sie erschien in den mächtigen zur Anwendung kommenden Teleskopen nicht schwarz, sondern grau. Etwas Ähnliches ist schon früher bemerkt worden, denn während diese Trennung in kleineren Instrumenten sehr dunkel erschien, stellte sie sich in den großen Fernrohren von Secchi und Lassell wie ein Bleistiftstrich dar.

Trouvelot beschreibt seine Wahrnehmungen mit folgenden Worten: „Dicht bei der großen Teilung, aber weniger augenfällig und nur in sehr günstigen Nächten sichtbar, läuft eine schmale, graue und etwas unbestimmte Linie *b*, die „Bleistiftlinie" genannt. Ich war nie imstande, diese Linie um den ganzen Planeten zu verfolgen, da sie sich mit der Verkürzung sehr rasch abschwächt und bald verschwindet. Wahrscheinlich habe ich sie nie weiter verfolgen können, als 30° oder 40° auf jeder Seite der großen Achse des Ringes. Die Bleistiftlinie erschien mir nie schwarz und scharf begrenzt, sondern eher grau und unbestimmt. Manchmal hatte ich den Eindruck, als sei sie unregelmäßig in ihrer Breite und in der Tiefe ihrer Farbe. Diese beiden Linien sind die einzigen, welche ich beobachtet habe, und von

[1]) Monthly Notices, Vol. 6, p. 11. — [2]) Proceedings Americ. Acad. of arts and sciences. Boston 1876.

denen man mit einem gewissen Grade von Wahrscheinlichkeit sagen kann, sie seien Teilungen der Ringe."

Diese Enckesche Trennungslinie ist zu Zeiten völlig unsichtbar, so während der Opposition von 1894 sogar für den 36-Zoller der Lick-Sternwarte, nach Barnards Erklärung, obgleich dieses Instrument sie früher und auch später als dunkle Linie zeigte. Barnard hält sie nicht für eine wirkliche Trennungsspalte, wie die Cassinische Linie [1]).

Im November 1883 sah C. A. Young zu Princeton am 23zölligen Refraktor die Kugel des Saturn durch die Cassinische Trennung hindurch; eine ähnliche Beobachtung hat früher Lassell gemacht. Am 1. Februar des folgenden Jahres sah ich dieselbe Trennung vor dem Planeten bei äußerst günstiger Luft ziemlich matt, dann aber auf weiter Erstreckung plötzlich wieder stark dunkel [2]). Trouvelot wunderte sich, daß man die Linie überhaupt vor der Scheibe des Saturn schwarz erblicke; indessen muß letzteres der Fall sein, weil der Ring den Saturn beschattet.

Der innere Ring. Derselbe besitzt an der Trennung einen scharfen Rand und wird dann rasch heller, so daß er hier zu den hellsten Partieen des ganzen Saturnsystems gehört. Nach Schröter ist diese Helligkeit jedoch sehr wechselvoll, was Webb bestätigte. Herschel fand die größte Helligkeit des Ringes zunächst neben der Spalte, in der Hälfte seiner Breite fange er dagegen an, die Farbe zu verändern und nach und nach schwächer zu werden, bis er nahe am innern Rande fast die Farbe des dunkeln Teils des Streifens besitze. Auch dieser Ring zeigt gelegentlich schwache, dunkle Streifen. Herschel hat in dem 20jährigen Zeitraume von 1774 ab nur an vier Tagen im Monat Juni 1780 einen dunkeln Strich auf diesem Ringe gesehen. Er zeigte sich äußerst nahe an der innern, westlichen Seite des innern Ringes, und war nicht so breit wie diese. An der innern Ostseite hat dagegen Herschel niemals diesen schmalen, dunkeln Strich erkennen können. Wahrscheinlich dieselbe, oder doch eine fast identische dunkle Linie hat de Vico anfangs der vierziger Jahre mit dem 6zölligen Refraktor in Rom gesehen. Die Linie erschien dunkel, war aber außerordentlich fein und zeigte sich auf der östlichen Ringhälfte häufiger, als auf beiden Ansen zugleich; außer ihr war zu gewissen Zeiten noch eine andere, feine Linie sichtbar. Trouvelot hat 1872 bis 1876 selbst mit dem 26zölligen Refraktor keine wirkliche dunkle Linie auf dem innern Ringe sehen können. Dafür erschien ihm derselbe aber in konzentrische Zonen oder Gürtel geteilt, die in ungleicher Helligkeit glänzten.

„Obgleich", sagt dieser Beobachter, „nur drei oder vier dieser Gürtel sichtbar sind, so habe ich doch (auf beiden Ringen) bei sorgfältigster Prüfung deren sechs gefunden, welche ich jederzeit erkennen kann, wenn die Beleuchtung gut und das Bild ruhig ist. Diese Zonen sind auf der Zeichnung, Fig. 66, *A*, *B*, *C*, *D*, *E* und *F*. Bei verschiedenen Gelegenheiten hatte ich einen ziemlich deutlichen Eindruck, als sähe ich die ganze Fläche von *C* bis inklusive *E* von zahlreichen, engen, konzentrischen Bändern kanneliert. Diese Eindrücke können irrtümlich sein, da sie immer nur momentan waren, aber ich habe seitdem durch die Erfahrung gelernt, daß

[1]) Monthly Notices, Vol. 56. — [2]) Sirius 1884, S. 93, 131.

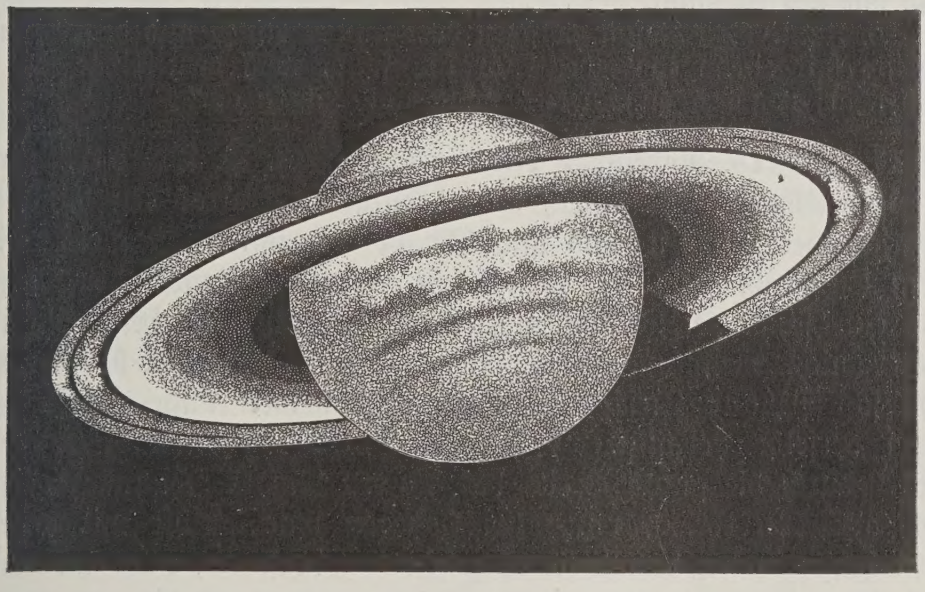
rasche Eindrücke nicht ganz verachtet werden sollen, indem oft noch flüchtigere Eindrücke am Ende sich als wahr erwiesen haben.

Der Grad des Glanzes, in welchem sich die Zonen oder Bänder, die das Ringsystem bilden, folgen, ist: *C*, *D*, *B*, *E*, *A*, *F*, bei welchem *C* weitaus das hellste, und *F* weitaus das dunkelste ist. Die Zonen *A* und *B* haben einen bläulichen Schein oder eine helle Schieferfarbe; *C* ist glänzend weiß, *D* ist schwach grau, *E* ist etwas dunkler, während *F*, welches sehr dunkel ist, mit bläulichem Purpur gefärbt erscheint. *A* ist von *B* durch die Bleistiftlinie getrennt; *B* von *C* durch die Hauptabteilung, während die anderen keinerlei Trennung zeigen, sondern nur durch den Gegensatz ihrer verschiedenen Farben und Schatten begrenzt sind und in unmittelbarer Berührung zu stehen scheinen. Jedoch endigen die einzelnen Bänder nicht plötzlich, wo sie sich berühren, sondern scheinen etwas ineinander überzugehen. Dies ist hauptsächlich der Fall zwischen *E* und *F*. Obgleich an diesem Punkte der Gegensatz zwischen den beiden innersten Ringen sehr groß ist, ist es unmöglich, eine Trennungslinie zu sehen, da sie zu sehr ineinander verschwimmen."

In den letzten Jahren sind von L. Brenner und Antoniadi bestimmt feine Trennungslinien auf diesem Ringe gesehen worden, die dann auch sogleich einige Amateure wahrgenommen haben wollen, während die Beobachtungen darüber an großen Instrumenten noch ausstehen.

Der dunkle Ring (Crapring). Innerhalb des im vorhergehenden geschilderten Ringsystems befindet sich noch ein außerordentlich merkwürdiger, dunkler oder durchsichtiger Ring, der gegenwärtig nicht schwierig wahrzunehmen ist und dennoch bis zum November 1850 den sorgfältigsten Wahrnehmungen

Fig. 67.



Aussehen des Saturn am 30. Dezember 1874 im 26zölligen Refraktor zu Washington.

entging. Herschel und Schröter haben mit ihren lichtstarken Teleskopen den Zwischenraum zwischen dem innern hellen Ringrande und der Saturnkugel sehr oft und sorgfältig geprüft, um feine Sterne wahrzunehmen, aber ohne Erfolg. Herschel hebt selbst hervor, daß man keine einzige sichere Nachricht besitze, daß jemals ein Astronom selbst mit dem vollkommensten Fernrohre in diesem dunkeln Raume einen Fixstern habe schimmern sehen. Nur Whiston erzählt in der Lebensbeschreibung von Clarke, daß dessen Vater einmal hier

einen Stern erblickt habe, doch ist auf eine so unbestimmte Aussage nicht viel Gewicht zu legen. Schröter sagt: „Sonderbar ist es wirklich, daß ich in meinen großen Reflektoren die dunkeln Räume zwischen der Kugel und dem Ringe Saturns wenigstens eher noch dunkler und ohne allen Schimmer als die Himmelsluft sehe; daß fast immerfort kleine Fixsterne um Saturn in gleich geringen Abständen vom Ringe sichtbar sind, und daß ich dennoch bei so vielen Beobachtungen und bei ununterbrochen mit darauf gerichteter Aufmerksamkeit noch nie die geringste Spur von einem dadurch sichtbaren Fixsterne gefunden habe." Die ersten Spuren des dunkeln Ringes scheinen schon früher Pound und Hadley wahrgenommen zu haben, ebenso sah man 1828 am 6zölligen Refraktor zu Rom eine Art von Schleier von demselben Ringe über die Kugel ziehen. Genauer sah Galle 1838 und 1839 am 9zölligen Refraktor zu Berlin diesen, dem innern Ringe anhängenden Schleier, der den halben Raum bis zur Saturnkugel einnahm. Galle hielt ihn aber für identisch mit dem innern hellen Ringe und betrachtete ihn als eine dunklere Fortsetzung desselben [1]). Im Beobachtungstagebuche wurde folgendes notiert:

„1838, 10. Juni. Der dreifache Ring erkennbar. Die inneren Ränder des ersten (innern) Ringes verwaschen und sich allmählich in den dunkeln Zwischenraum zwischen dem Ringe und der Saturnkugel verlierend. Und zwar schien von der ersten Verdunklung des Ringes ausgehend, bis zur Saturnkugel, der Ring bis zur Hälfte dieses Raumes zu reichen.

15. Juni. Sehr deutliches Bild. Die Verwaschenheit des innern Ringes nach Saturn zu, wie am 10. Juni.

1839, 20. Juni. Den Raum zwischen dem innern Ringe und dem Saturn sah ich zur Hälfte mit einem schwachen Flor angefüllt, nach dem Ringe zu. Dieser sondert sich scharf von dem schwarzen Raume am Saturn ab."

Am 11. und 15. November 1850 erkannte G. P. Bond [2]), ohne von Galles Wahrnehmung zu wissen, im 14zölligen Refraktor den dunkeln Ring mit überraschender Klarheit und unabhängig von ihm, fast gleichzeitig auch Dawes in England. Letzterer, ebenso wie Struve, glaubte den Ring überdies durch eine schwarze Linie in zwei Teile getrennt zu sehen, doch ist diese Linie später nicht mehr wahrgenommen worden. Die Farbe des dunkeln Ringes ist schieferblau; Lassell und Dawes meinen auch gelegentlich Veränderungen derselben erkannt zu haben. Bond sah den äußern Rand der Saturnkugel durch die ganze Breite des düstern Ringes schimmern, und das gleiche sah auch Tuttle. Trouvelot dagegen war, selbst mit einem viel mächtigern Instrumente von dreimal größerer Lichtstärke, nicht imstande, den Rand des Planeten unter dem düstern Ringe weiter als bis zur Hälfte von dessen Breite zu erkennen. Wo er bei *m* und *p* (Fig. 66) eintrat, blieb er eine kleine Strecke ganz deutlich, aber weiterhin verschwand er nach und nach, vollständig aber bei *a* und *v*. „Diese Beobachtung", sagt Trouvelot, „wurde so sorgfältig gemacht, daß bei mir nicht der geringste Zweifel an deren Richtigkeit bleibt. Deshalb ist es ziemlich sicher, daß in der letzten

[1]) Astr. Nachr., Bd. 32, S. 187. — [2]) Monthly Notices, Vol. 11, p. 20, 24.

Zeit Veränderungen in der Verteilung der Masse des dunkeln Ringes stattgefunden haben."

Trouvelot hat überhaupt den dunkeln Ring sehr sorgfältig beobachtet, besonders auch um dessen, von Struve vermutete Teilungen zu finden, aber ohne den geringsten Erfolg in letzterer Beziehung. „Der düstere Ring scheint vollständig zusammenhängend zu sein, obgleich er sicher nicht durchaus gleich dick ist. Aus welcher Materie der Ring auch gebildet sei, jedenfalls ist sie sehr verdünnt, und diese Verdünnung nimmt nach dem innern Rande zu. Hier scheint er aus einzelnen Teilchen zu bestehen, von denen jedes für sich Licht reflektiert. Unter Anwendung starker Vergrößerungen bei Instrumenten mit großer Öffnung hatte ich den Eindruck, als ob die vermeintlichen Teilchen durch die Einwirkung einer mächtigen Kraft sich weiter voneinander zu entfernen scheinen. Ich behaupte nicht, in dem düstern Ringe bestimmte, getrennte Teilchen gesehen zu haben, aber öfters waren die momentan erhaltenen Eindrücke so bestimmt, daß es mir schien, bei noch etwas günstigeren Bedingungen getrennte Körperchen entdecken zu können. Die Erscheinung war ungefähr wie die feinen Staubteilchen, die in einem Sonnenstrahl schwimmen, der in ein dunkles Zimmer fällt. Die innere Hälfte des düstern Ringes sticht trotz dessen dunkler Erscheinung scharf von dem dunkeln Himmel innerhalb der Ansen ab, aber sie verliert ihre Schärfe in dem Teile, welcher auf die Scheibe des Planeten projiziert ist; hier erscheint sie sehr verschwommen und unbestimmt. Der innere Rand des düstern Ringes, soweit er innerhalb der Ansen zu sehen ist, bildet einen Teil einer mit den anderen Ringen vollkommen konzentrischen Ellipse, aber diese gleichmäßige Kurve wird plötzlich merklich verzogen, wenn sie bei *m* und *p* auf die Scheibe des Planeten tritt. An diesen Punkten dreht sie sich scharf nach oben, indem sie einen kleinen Bogen bildet, worauf sie parallel mit den Kurven der anderen Ringe weiter geht und sich in *h* schließt. Wenn die innerhalb der Ansen beschriebene Ellipse den Planeten ohne Veränderung überziehen würde, wäre sie längs der punktierten Linie zu sehen und würde durch *n* gehen, während im Gegenteil sie über *h* geht."

Eine sehr wichtige Beobachtung über die Transparenz des Crapringes hat Barnard 1889, November 1, angestellt[1]). Die Beobachtung geschah am 12-Zoller der Lick-Sternwarte bei sehr günstiger Luft. Der Trabant Japetus befand sich im Schatten der Saturnkugel und war schon durch die erste Hälfte des Ringschattens hindurch. Nahe zu der vorausberechneten Zeit erschien er wieder, aus dem Schatten der Kugel heraustretend, im Sonnenlichte zwischen der Kugel und den Ringen. Er erreichte völlig seine normale Helligkeit und blieb so während $5^h\ 20^m$, dann nahm sein Licht ab während 1^h, und in dieser Zeit trat er in den Schatten des Crapringes und passierte denselben. Hierauf trat er in den Schatten der hellen Ringe und verschwand rasch. Nach einer großen Anzahl von Vergleichungen der Helligkeit des Japetus mit zwei anderen Satelliten wurde eine Kurve der Lichtveränderung gezeichnet, und diese läßt deutlich die Wirkung des Schattens vom Crapringe auf die Helligkeit des Japetus erkennen. In dem Maße, als der Trabant tiefer in diesen Schatten eindrang, wurde die Absorption des Sonnenlichts immer stärker, bis zuletzt der Satellit den Schatten des hellen Ringes erreichte. Der Crapring ist also für das Sonnenlicht transparent und wird dichter und undurchsichtiger in dem Teile näher dem hellen Ringe. Ein Blick auf die Helligkeitskurve, gemäß den Beobachtungen, läßt erkennen, daß keine Trennung zwischen dem Crapringe und

[1]) Astr. and Astrophys., 1892, Nr. 102. p. 119.

dem innern hellen Ringe vorhanden ist, dagegen ist der Übergang von dem einen zum andern sehr plötzlich. Die Beobachtungen ergaben ferner, daß das Ringsystem völlig so undurchsichtig ist, als die Kugel des Saturn selbst. Aus einer Berechnung der Helligkeitsabnahme des Japetus, während er durch den Schatten des Crapringes ging, schließt Barnard, daß die Dichtigkeit dieses Ringes proportional dem Abstande von seinem innern Rande zunimmt. Die Absorption oder Lichtschwächung des Ringes veranschlagt er auf 0,7. Größenklasse. Die gesamten Erscheinungen können dadurch erklärt werden, daß der Crapring gegen die Kugel des Saturn hin dünner ist, oder daß dort weniger Partikelchen auf gleichem Flächenraume vorhanden sind. Die Frage der Transparenz des Crapringes ist jedenfalls durch die Beobachtungen Barnards entschieden.

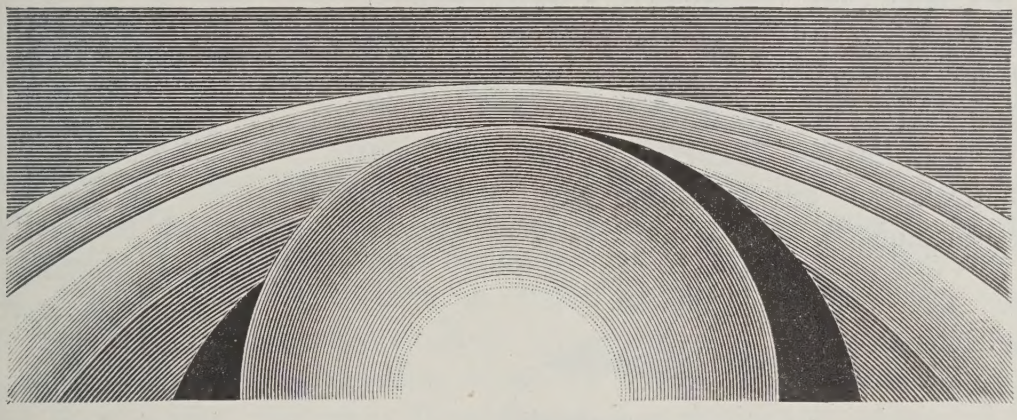
Während der Oppositionen von 1894 hat Barnard den Crapring am 36-Zoller aufs sorgfältigste studiert. Er erschien ihm selbst im Schatten der Ringhenkel von stahlblauer Farbe und mit dem Himmelsgrunde nicht sehr kontrastierend. Keinerlei markierte Stellen konnten in ihm wahrgenommen werden, ebensowenig eine früher an kleinerm Instrumente vermutete Auszahnung an seinem innern Rande. Endlich zeigt der große Refraktor auch nicht die leiseste Spur einer Teilung der Ringfläche zwischen dem Crapringe und dem innern hellen Ringe. Auch ist keine bestimmt erkennbare Verbindungslinie des hellen und des Crapringes zu bemerken, vielmehr gehen beide unmerklich ineinander über. Bei Untersuchung des Aussehens des Crapringes, da wo er sich auf der Kugel projiziert, bestätigte sich, daß derselbe am innern Rande sehr dünn sein muß, und daß er gegen den hellen Ring hin successive dichter wird. Bei diesen Beobachtungen konnte die Kugel des Saturn durch einen kleinen Teil der Projektion des Crapringes gesehen werden, aber durchaus nicht durch den ganzen Ring hindurch.

Der Schatten des Ringsystems auf der Saturnkugel ist oft nicht so regelmäßig gesehen worden, als er, der Perspektive gemäß, erwartet wurde. Schon Cassini bemerkte dies, und auch Herschel ward darauf aufmerksam. Schröter, sowie später Lassell und de la Rue, fanden den Schatten merkwürdig anomal gekrümmt. Webb hat Ähnliches mit einem fünffüßigen Refraktor gesehen.

Eine merkwürdige Beobachtung des Saturnschattens auf dem Ringe machte Kapitän Jacob zu Madras am 22. Januar 1856. Als damals Saturn an schwacher Vergrößerung des 6zölligen Refraktors beobachtet wurde, gab der Schatten auf dem Ringe denselben Eindruck einer konkaven Begrenzung (Fig. 68), auf die Dawes und andere Beobachter bereits aufmerksam machten. Bei 365facher Vergrößerung konnte jedoch, sobald das Bild am schärfsten war, wahrgenommen werden, daß der äußere Rand, obwohl nahezu gerade, noch schwach konkav war, aber mit schwachem Schatten nach abwärts (nur konnte die genaue Gestalt hiervon nicht unterschieden werden). Der Schatten konnte deutlich auf dem dunkeln Ringe verfolgt werden, und ebenso durch den dunkeln Raum zwischen den beiden glänzenden Ringen, der folglich nicht eine bloße Öffnung sein kann, sondern mit irgend einer Materie ausgefüllt sein muß. Am 23. Januar wurde dieselbe Erscheinung an einem Okulare mit ungefähr 300maliger Vergrößerung fast noch deutlicher gesehen

Kaiser 1850, Dawes 1854 September 29, Dezember 7, Secchi 1855 Januar 28, Februar 7, Hall 1876 Oktober 18, 1878 Dezember 10 sahen den Schatten des Saturn auf der Ringfläche konvex gegen den Saturn begrenzt. Mir selbst erschien der Schatten des Saturn auf der Ringfläche 1884 in seinen Umrissen unregelmäßig, so daß die Ringfläche nicht plan sein kann. Dort, wo er die Cassinische Trennung erreichte, wurde er nach meinen Wahrnehmungen förmlich abgeschnitten. Das nämliche bestätigt Pratt[1]). Der

Fig. 68.



Schatten der Saturnkugel zeigte sich mir im Dezember 1883 und bis zum letzten Drittel des Januar 1884 nicht schwarz, sondern schwarzgrau, am 24. Januar war er dagegen schwarz.

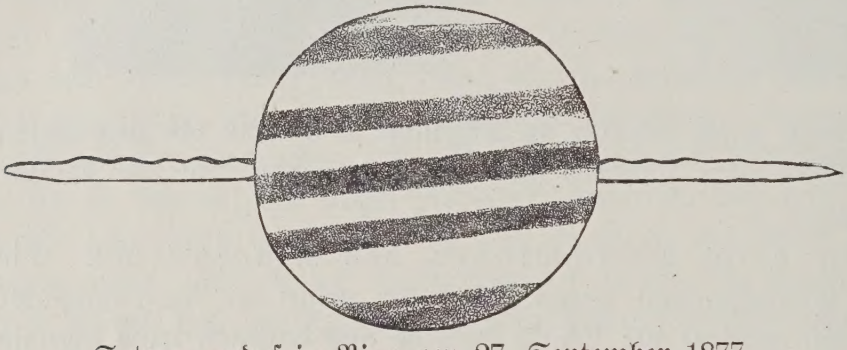
Erscheinungen beim Verschwinden des Ringsystems. Die bis jetzt geschilderten Erscheinungen zeigen sich dann, wenn der Ring möglichst weit gegen die Erde hin geöffnet ist; sobald derselbe uns dagegen seine schmale Kante zuwendet, zeigt er sich nicht als ein geometrisch genauer Rotationskörper, sondern man erblickt schon in mäßigen Instrumenten Verbiegungen und helle Punkte. Bei fernerer Abnahme der Breite verschwindet meist die eine Seite früher als die andere, oder beide scheinen sich in einzelne Punkte aufzulösen. Cassini konnte am 8. Dezember 1671 nur eine Ringanse erkennen; am 12. Oktober 1714 und am 22. März 1715 sah Maraldi nur die westliche Ringhälfte, ebenso Varela am 6. Oktober 1773, und im folgenden Jahre sah Herschel wiederholt Ähnliches. Im Januar 1803 fanden Harding und Schröter, daß die östliche Ringseite später sichtbar ward, als die westliche, ebenso ward sie im Mai wieder schmaler als diese, sie nahm auch rascher als diese ab und verschwand im Juni vollständig für sämtliche Schröterschе Teleskope. Der Ring verschwindet regelmäßig, sobald die Erde sich in der Ebene desselben befindet, aber Herschel glückte es 1789 im 40füßigen Teleskope, den Ring fortwährend als feine Linie wahrzunehmen. Derselbe berühmte Astronom beobachtete auch helle Punkte auf der Fläche des Ringes, aus deren Bewegung er auf eine Rotation des ganzen Ringsystems in $10^h\ 32^m\ 13^s$ schloß. Harding und Schröter sahen ebenfalls Lichtpunkte auf der schiefen Ebene des Ringes, allein dieselben blieben unveränderlich viele Stunden hindurch, und sie schlossen hieraus, daß der Ring nicht rotiere.

[1]) Monthly Notices, Vol. 46, Part. 8, p. 411.

Während der Ring bei der Opposition 1877 bis 1878 der Erde seine Kante zuwandte, erschien er am 26-Zoller zu Washington völlig symmetrisch ohne alle wahrnehmbaren Unregelmäßigkeiten. Als die Kante am schmalsten war, zeigte er sich bisweilen in einzelne Stücke zerbrochen, doch schreibt dies Prof. Hall nur Wallungen in der Erdatmosphäre zu [1]). Der Ring konnte an 400facher Vergrößerung stets vor der Scheibe des Saturn gesehen werden, aber außerhalb derselben verschwand er zuletzt völlig. Am 19. Januar 1878 wurden die dunkeln Öffnungen des Ringes matt wahrgenommen, am 28. Januar war der Ring am fünfzölligen Sucher sichtbar; am 5. Februar waren die Henkel noch sehr fein sichtbar, ebenso der Teil des Ringes vor der Kugel; am 6. Februar waren die Ringansen unsichtbar, während der Zug des Ringes vor der Kugel bestimmt gesehen wurde.

Gelegentlich des Wiedererscheinens des Ringes 1891 hat Barnard denselben wiederholt am 12-Zoller und zweimal am 36-Zoller der Lick-Sternwarte beobachtet [2]). Bis zum 29. Oktober war es niemals auch bei der besten Luft möglich, die geringste Spur der Ringe auf dem Himmelsgrunde zu sehen, doch zeigten sie sich als sehr schwarzes Band vor der Kugel des Saturn und teilten diese anscheinend in zwei Hälften. Am 22. Oktober wurde Saturn sehr sorgfältig am 36-Zoller untersucht, aber auch in diesem Instrumente war der Ring unsichtbar. Die Projektion des Ringes auf der Kugel war völlig schwarz, die Ränder erschienen scharf und frei von Unregelmäßigkeiten, und keine Spur des Crapringes war zu erkennen. Der südliche Rand des schwarzen Strichs war leicht konvex. Auf der Kugel des Saturn war nur ein Streifen sichtbar, etwa 3″ südlich vom Ringe. Barnard hat sorgsam die Breite der Projektion des Ringes mitten auf der Scheibe gemessen und findet sie zu 0,51″. Die Mitte des schwarzen Strichs fand sich vom Nordrande der Kugel 7,40″ entfernt, vom Südrande 6,56″. Zur Zeit dieser Beobachtung stand die Erde 1° 36′ nördlich über der Ringebene, die Sonne 0° 8′ südlich davon. Am 26. Oktober bei fast vollkommen guter Luft wurde Saturn mit dem 12zölligen Refraktor untersucht. An 150-, 175- und 500facher Vergrößerung wurde keine Spur der Ringe außerhalb der Kugel des Planeten gesehen. Bei dieser Gelegenheit aber machte Barnard eine Wahrnehmung, welche für die Beobachtungen zur Zeit des Verschwindens der Ringe interessant ist. Sah er nämlich scharf auf den schwarzen Strich vor der Kugel des Saturn und blickte hierauf außerhalb derselben, so glaubte er

Fig. 69.



Saturn und sein Ring am 27. September 1877.

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2213. — [2]) Monthly Notices, Vol. 52, Part. 6.

dort den Ring als feine, matte Lichtlinie auf dem Himmelsgrunde einen Augenblick wahrzunehmen. Es blieb dem Beobachter aber kein Zweifel, daß es sich hier nur um eine optische Täuschung handelte, um ein sogenanntes Nachbild. Die Wahrnehmung Barnards ist geeignet, zu erklären, warum manche früheren Beobachter den Saturnring zur Zeit seines Verschwundenseins doch noch schwach zu sehen glaubten, während in Wirklichkeit keine Spur des Ringes sichtbar war.

Am 27. Oktober wurde Saturn mit dem 12zölligen und mit dem 36zölligen Refraktor beobachtet. Um 17^h mittlerer Zeit von Mt. Hamilton zeigte das große Teleskop den Ring leicht und bestimmt als feinen Lichtfaden rechts und links neben der Saturnkugel. Es war jedoch nicht möglich, diese Lichtfäden bis unmittelbar an die Kugel zu verfolgen, vielmehr blieb bis zu dieser ein dunkler Raum von etwa 2″. Die Lichtlinien würden verlängert den Planeten etwas nördlich vom Nordende des schwarzen Strichs vor der Kugel getroffen haben. Die Breite dieses schwarzen Strichs fand sich zu 0,65″. Um $17^h\ 30^m$ untersuchte Barnard den Planeten am 12-Zoller. Der Ring, obgleich fein, war auch in diesem deutlich sichtbar, doch weniger augenfällig als am großen Refraktor. Zu dieser Zeit stand die Erde gemäß den Ephemeriden $1^0\ 58'$ nördlich über der Ringebene, die Sonne dagegen genau in derselben. Folgende Bemerkungen von Barnard wurden während der Beobachtungen gemacht:

29. Oktober. Der Ringhenkel, der dem Planeten folgt, scheint heller als der andere. Zwei kleine Erhöhungen zeigen sich am Südrande, es sind vielleicht zwei Monde des Saturn. Keinerlei Flecke, weder helle noch dunkle, wurden während der Beobachtungen auf der Kugel des Saturn jemals gesehen. Unter günstigeren Umständen der Beobachtung könnte möglicherweise der Ring im 36-Zoller sichtbar bleiben, aber beim Verschwinden 1891 war dies nicht der Fall. Wahrscheinlich ist die Dicke der Ringe geringer als 50 englische Meilen.

Über die Rotation der Saturnringe haben erst die spektroskopischen Untersuchungen von Jones und E. Keeler sichern Aufschluß gebracht[1]). Wenn die Ringe als zusammenhängendes Ganzes um den Saturn rotieren, so ist klar, daß die Geschwindigkeit, mit der sich der äußere Rand bewegt, größer sein muß als diejenige des innern Randes, wenn dagegen die Ringe aus einem Aggregat einzelner Körperchen bestehen, die um den Saturn rotieren, so werden umgekehrt die Teile am innern Rande sich rascher bewegen müssen als diejenigen am äußern. Die Linien im Spektrum dieser Teile des Saturn müssen daher entsprechende Verschiebungen aus ihrer normalen Lage erleiden, und die Photographie dieses Spektrums vermag den Beweis zu liefern, welche der beiden Annahmen der Wirklichkeit entspricht. Prof. Keeler ist es gelungen, mit dem großen Spektroskop des Allegheny-Observatoriums unter Anwendung von orthochromatischen Platten das Spektrum des Saturn und seiner Ringe am 9. und 10. April 1895 zu photographieren. Die Exposition dauerte jedesmal 2^h, dann wurde zum Vergleich das Spektrum des Mondes an jeder

[1]) Astrophysial. Journal, Vol. 1, Part. 5, p. 416.

Seite des Saturnspektrums und fast in Kontakt mit diesem aufgenommen. An beiden Seiten des Spektrums der Saturnkugel sieht man die schmalen Spektren der Henkel des Ringsystems. Die Photographieen zeigen nicht nur aufs deutlichste die relativen Verschiebungen der Spektrallinien des Ringes, welche der entgegengesetzten Bewegung beider Ringhenkel entsprechen, sondern die Neigungen dieser Linien lassen auch erkennen, daß die äußeren Enden weniger verschoben sind als die inneren, woraus folgt, daß das Ringsystem aus getrennten Teilen besteht, die wie Haufen von Meteoren um den Saturn cirkulieren. Die Messungen an beiden photographischen Aufnahmen ergaben als Geschwindigkeit des Randes des Saturn 10,3 + 0,4 km, als mittlere Geschwindigkeit des Ringes 18,0 + 0,3 km, während die Rechnung für beide Geschwindigkeiten die Werte von 10,29 und 18,78 km ergiebt. Die Übereinstimmung ist demnach eine unerwartet große. Die von Keeler erhaltenen Resultate hat W. W. Campbell mit dem neuen Spektrographen der Lick-Sternwarte vollkommen bestätigen können [1]). Die Beobachtungen geschahen am 10., 14., 15. und 16. Mai 1895. Die Messungen ergaben als Rotationsgeschwindigkeit der Saturnkugel 9,77 km, ebenso fand sich für die Rotationsgeschwindigkeit der Mitte des Ringsystems 17,37 km, und der Überschuß der Geschwindigkeit des innern Randes des Ringes über jene des äußern Randes fand sich im Mittel aus drei Platten zu 3,13 km, 0,74 km abweichend von dem berechneten Werte.

Auch Deslandres hat im Mai 1895 spektroskopische Untersuchungen über die Rotationsart der Saturnringe angestellt [2]). Im wesentlichen bestätigen seine Arbeiten diejenigen von Keeler und Campbell. Deslandres fand die Geschwindigkeit des innern Ringes größer als die des äußern, und zwar ergaben die Messungen an den photographischen Platten des Saturnspektrums, das eine Stunde lang exponiert worden war, und dem in der Mitte der Exposition das Spektrum des Wasserstoffs als Maßstab zugegeben war, nachstehende Werte:

	Abstand vom Centrum	Geschwindigkeit gemessen km	Geschwindigkeit berechnet km
Rand der Scheibe	1	9,38	10,30
Innerer Ring	1,5	20,10	21,00
Äußerer Ring	2,2	15,40	17,10

Den Schlüssen, welche die amerikanischen Astronomen in Übereinstimmung mit den bisherigen theoretischen Anschauungen ableiten, daß nämlich die geringere Geschwindigkeit des äußern Randes des Saturnringes für die Zusammensetzung desselben aus diskreten Körperchen spreche, glaubt Deslandres indessen nicht folgen zu sollen, vielmehr müssen nach seiner Meinung noch weitere Beobachtungen mit größeren Instrumenten gemacht und Messungen an größeren Bildern ausgeführt werden.

[1]) A. a. O., Vol. 2, p. 127. — [2]) Compt. rend. 1895, Tom. 120, p. 1155.

Die weitere Bestätigung der Resultate von Keeler und Deslandres hat Belopolsky in Pulkowa geliefert[1]). Aus den Messungen der von ihm erhaltenen Photographieen findet er folgende Geschwindigkeiten pro Sekunde: Äquator 9,4 km, innerer Rand des Ringes 21,0 km, äußerer Rand 15,5 km. Die Übereinstimmung mit den Messungen der beiden anderen Astrophysiker ist sehr groß und daher auffällig, daß bei sämtlichen die gemessenen Geschwindigkeiten des äußern Ringrandes nicht unerheblich hinter den berechneten zurückbleiben.

Die Monde des Saturn.

Saturn wird von wenigstens 8, wahrscheinlich 9 Monden umkreist, von denen fünf an Fernrohren von 3,5 Zoll Öffnung nach und nach gesehen werden können, während die übrigen stärkere, ja die kraftvollsten Instrumente erfordern, auch wäre der 9. Saturnmond nach Edw. Pickerings Urteil der lichtschwächste unter allen bekannten Weltkörpern im Sonnensystem. In der nachstehenden Tabelle ist die Aufeinanderfolge dieser Monde nach ihrem Abstande vom Saturn durch die Zahlen 1 bis 9 angegeben. Die Benennungen sind für die acht inneren Monde von J. Herschel, für den 9. Mond ist der Name von William H. Pickering als dem Entdecker desselben, angegeben:

6.	Mond (Titan)	entdeckt von	Huygens	1655, März 25
8.	„ (Japetus)	„ „	D. Cassini	1671, Oktober 25
5.	„ (Rhea)	„ „	„	1672, Dezember 23
4.	„ (Dione)	„ „	„	1684, März 21
3.	„ (Tethys)	„ „	„	1684, März 21
2.	„ (Enceladus)	„ „	W. Herschel	1789, Juli 18
1.	„ (Mimas)	„ „	„	1789, August 28
7.	„ (Hyperion)	„ „	Bond	1848, September 16
9.	„ (Phoebe)	„ „	W. Pickering	1899 —

Die Bewegungstheorie der Saturnmonde ist erst in der jüngsten Zeit von Baillaud, Tisserand und Hermann Struve genauer entwickelt worden, weil es bis dahin an ausreichenden Beobachtungen fehlte. Baillaud fand aus der Verbindung seiner Beobachtungen zu Toulouse (1876 bis 1883) mit den früheren der beiden Herschel und D. Cassini für die Umlaufszeiten der fünf inneren Monde und die mittleren Längen derselben (Epoche 1877,0 m. Zeit v. Paris) folgende Werte:

	Umlaufszeit	mittl. Länge
Mimas	$22^h\ 37^m\ 5{,}39^s$	$129{,}2^0$
Enceladus	$32^h\ 53^m\ 6{,}88^s$	$38{,}2^0$
Tethys	$45^h\ 18^m\ 26{,}1^s$	$133{,}2^0$
Dione	$65^h\ 41^m\ 9{,}4^s$	$136{,}7^0$
Rhea	$108^h\ 25^m\ 12{,}1^s$	$340{,}0^0$

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3313.

Die Excentrizitäten der Bahnen dieser Monde sind gering und es finden merkliche Störungen in Länge statt, weil die mittlere Bewegung des Mimas sehr nahe das Doppelte von derjenigen des Tethys und ebenso die des Enceladus doppelt so groß als die der Dione ist.

Die umfassendsten Untersuchungen über die Saturntrabanten auf Grund eigener Beobachtungen am 15zölligen und 30zölligen Refraktor zu Pulkowa hat Hermann Struve vor kurzem veröffentlicht[1]). Sie wurden ursprünglich hauptsächlich behufs Ableitung eines möglichst scharfen Wertes der Saturnmasse unternommen und erstreckten sich auf die entfernteren und helleren Monde, aber nach Aufstellung des 30-Zollers wurden sie auch auf die innersten Trabanten ausgedehnt. Durch diese große und wichtige Arbeit sind die Elemente der Bahnen der Saturntrabanten und ihre Änderungen mit einem hohen Grade von Genauigkeit bestimmt worden und nur bezüglich des Hyperion ist die weitere Entwicklung der Theorie abzuwarten. Als weiteres wichtiges Ergebnis der Struveschen Untersuchungen ist die genaue Bestimmung der Lage des Saturnäquators zu betrachten. Da die Bahnen von Enceladus, Tethys und Dione sehr nahe in der Ebene des Saturnäquators liegen und diese Trabanten die Lage ihrer Bahnebenen gegenseitig ebensowenig merklich stören, als dies seitens der entfernteren Satelliten geschieht, auch die Sonnenstörungen auf jene Trabanten unmerklich sind, so ergeben ihre Beobachtungen mit großer Sicherheit als Länge des aufsteigenden Knotens des Saturnäquators auf der Ekliptik (1889,25): $167^{0}\ 57{,}0'$ und die Neigung desselben $28^{0}\ 5{,}6'$. Beim Mimas findet Struve die Bahn merklich ($1^{0}\ 36{,}5'$) gegen den Saturnäquator geneigt und eine jährliche rückläufige Bewegung der Knoten von $365^{0} \pm 55^{0}$, endlich ist die Bahn etwas excentrisch und die jährliche fortschreitende Bewegung des Perisaturniums beträgt $371^{0} \pm 10^{0}$. Für die halbe große Achse der Bahn findet H. Struve 26,814″, für die Excentrizität 0,0190. Die Konjunktionen von Mimas und Tethys schwanken um einen Punkt, der in der Mitte zwischen dem niedersteigenden Knoten ihrer Bahnen auf der Ebene des Saturnäquators liegt, innerhalb einer Periode von 70,6 Jahren. Von Wichtigkeit für die Ableitung dieser Periode sind die älteren Beobachtungen, die Struve deshalb genauer untersucht hat. Für Mimas bildet den Ausgangspunkt die große Beobachtungsreihe von W. Herschel 1789, aber seitdem blieb der Trabant den Blicken der Beobachter entzogen, bis 1848 Lassell ihn wiedersah und während eines Zeitraums von zehn Jahren verfolgte, sowie im Verein mit Marth 1863 bis 1865 auf Malta beobachtete. Diesen folgten die Beobachtungen zu Washington 1874 bis 1879 von Newcomb, Hall und Holden, dann Halls Beobachtungen 1882 bis 1886, sowie die Toulouser Beobachtungen 1876 bis 1883, außer diesen Beobachtern und H. Struve hat niemand den Mimas bis jetzt gesehen.

Für Enceladus findet H. Struve die halbe große Achse der Bahn zu 34,701″, die Excentrizität zu 0,0046, die Neigung gegen den Saturnäquator $0^{0}\ 1{,}4'$ und erkannte bei diesem Monde eine ähnliche Wirkung der Dione, wie

[1]) Publications de l'Observatoire Central Nicolas, Série II, Vol. XI. St. Petersbourg 1898.

bezüglich des Mimas durch die Tethys. Es fallen nämlich die Konjunktionen von Enceladus und Dione mit dem Perisaturnium des Enceladus zusammen oder schwanken um diesen Punkt. Die jährliche rückläufige Bewegung der Knoten der Bahn auf dem Saturnäquator beträgt 152,7°.

Als Halbmesser der scheinbaren Bahn der Tethys findet Struve 42,586″, die Bahn ist nicht merklich elliptisch und 1° 4,36′ gegen die Ebene des Saturnäquators geneigt. Die jährliche Bewegung der Knoten beträgt 72,5°. Untersuchungen über diese Bahn und die Veränderungen der Elemente derselben hat auch K. Bohlin angestellt [1]).

Die halbe große Achse der Bahn des Dione ist nach H. Struve 54,543″, die Excentrizität 0,0020, die Neigung gegen die Ebene des Saturnäquators 0° 4,0′. Die jährliche rückläufige Bewegung der Knoten beträgt 31°.

Für Rhea findet Struve: scheinbare halbe große Achse der Bahn 76,170″, Excentrizität 0,0009, die Umlaufszeit $108^h\ 25^m\ 1{,}57^s$, nur $0{,}5^s$ von der frühern Bestimmung Lamonts abweichend. Durch Vergleichung der eigenen mit den Beobachtungen Bessels fand H. Struve die retrograde Bewegung der Knotenlinie der Bahn zu jährlich 10,1°.

Titan ist dank den Arbeiten Bessels genauer in Bezug auf seine Bahnverhältnisse bekannt, als selbst einer der Jupitermonde. Bessel gab dafür folgende Bahnelemente:

Mittlere Entfernung vom Saturn . . .	176,55215″
Excentrizität	0,02922326
Umlaufszeit	$382^h\ 41^m\ 25{,}2^s$
Perisaturnium	244° 35′ 50″
Aufsteigender Knoten auf der Ekliptik . .	167° 39′ 16,6″
Neigung gegen die Ekliptik	27° 33′ 46,4″
Mittlere Länge	125° 0′ 52″

Epoche 1830 Januar 0,0 mittlere Pariser Zeit.

Die Länge des aufsteigenden Knotens nimmt nach Bessel siderisch in jedem Jahre 14,70″ ab, das Perisaturnium rückt ebenso 29′ 39,25″ vor und die Neigung der Bahn vermindert sich um 0,254″.

H. Struve findet aus seinen Beobachtungen des Titan 1886 bis 1892 die Excentrizität der Bahn (1890) 0,02886 und die jährliche Bewegung der Apsidenlinie durch Anschluß an Bessels Beobachtungen 31,7′; um aber die mittlere Länge von 1829 bis 1831 in Übereinstimmung zu bringen, ist eine Korrektion von 5′ mit einer Periode von 50 Jahren erforderlich, deren Ursprung völlig unbekannt ist.

Für Hyperion giebt A. Hall [2]) folgende Bahn:

Umlaufszeit	$21^d\ 6^h\ 39^m\ 25{,}31^s$
Halbe große Achse	216,56″
Excentrizität	0,11885

[1]) Svendska Vet Acad. Handl., Vol. 10, Nr. 16. Stockholm 1885. — [2]) Monthly Notices, 1884, May.

Perisaturnium	172° 59,7′
Länge des aufsteigenden Knotens .	120° 12,0′
Neigung	6° 12,1′
Mittlere Länge	172° 59,7′

Epoche 1857 Oktober 27 8380 mittlere Zeit von Greenwich.

Dieser Mond ist seit seiner Entdeckung wenig beobachtet worden. Von 1848 an bis zu den Beobachtungen durch A. Hall findet sich nur eine vollständige Beobachtungsreihe von Lassell (bei der Opposition von 1852). Aus dieser und den eigenen Beobachtungen 1880 und 1882 hat Prof. Hall die siderische Umlaufszeit des Satelliten, wie sie oben angegeben, abgeleitet. Infolge seines mittleren Abstandes und der Excentrizität seiner Bahn kann Hyperion sich zeitweise dem Titan erheblich nähern und da die dreifache Umlaufsdauer des erstern nahe gleich der vierfachen des letztern ist, so findet eine große Störung des Hyperion durch Titan statt. Mit dem angenommenen Werte für die mittlere Bewegung des Hyperion findet Hall, daß die Störung eine Periode von 19,185 Jahren umfaßt, innerhalb deren die Apsidenlinie retrograd einen Umlauf vollendet. Das Aposaturnium der Hyperionbahn liegt in der Richtung des Konjunktionspunktes von Hyperion und Titan und vollführt seine mittlere jährliche Rückwärtsbewegung von 18° mit einer Libration von 36° und einer Periode von 640^{d}. Unter einigen vereinfachenden Annahmen findet Struve, wenn Titan und Hyperion in Opposition sind, als mittlern Wert der halben großen Achse der Bahn des Hyperion 213,92″, die mittlere Excentrizität derselben 0,1043 und die jährliche Bewegung der Apsidenlinie — 18,663°.

Für Japetus findet A. Hall aus seinen Beobachtungen am 26-Zoller zu Washington in den Jahren 1874 bis 1884 folgende Bahn, bezogen auf die Ebene der Saturnbahn und das mittlere Äquinoktium 1880,0:

Umlaufszeit	79^{d} 7^{h} 56^{m} 39,7^{s}
Halbe große Achse . . .	515,5195″
Excentrizität	0,027795
Perisaturnium	353° 14′ 56,5″
Knoten	142° 26′ 41,4″
Neigung	18° 33′ 39,5″

Die Länge des Perisaturniums nimmt jährlich um 86,28″ zu, die des Knotens um 126,00″ ab und die Neigung der Bahn verändert sich um 10,80′. Eine merkwürdige Thatsache, welche sich in den Struveschen Beobachtungen der Trabanten zeigte, ist die Zunahme der Bahnneigungen, so daß es scheint, als wenn das ganze System (mit Ausnahme des Titan) im Laufe der Jahre 1884 bis 1891 eine um etwa 7′ größere Neigung erhalten hätte, eine Erscheinung, welche durch ein Schwanken der Richtung der Saturnachse im Raume innerhalb längerer Periode erklärt werden könnte. Es würden hiernach in diesem System noch störende Kräfte wirken, deren Quelle unbekannt ist.

Der neunte Trabant. H. Struve hat in den Jahren 1887 bis 1890 auch Nachforschungen nach etwa noch unbekannten Trabanten des Saturn angestellt. In der Reihe dieser Trabanten findet sich zwischen dem fünften und

sechsten, ebenso zwischen dem siebenten und achten eine merkliche Lücke; indessen haben Struves sorgfältige Nachforschungen ergeben, daß innerhalb der Bahn des Hyperion wenigstens kein Trabant vorhanden ist, dessen Helligkeit auch nur 0,1 der Helligkeit des Hyperion überstiege. Auf weite Entfernungen vom Saturn ist es nicht möglich, solche Nachforschungen in Bezug auf die lichtschwächsten Sterne auszudehnen, hierzu können nur photographische Aufnahmen an sehr großen Instrumenten sichere Ergebnisse liefern. Dies ist 1898 in der That geschehen. Auf vier Platten, welche an der Arequipa-Station der Harvard-Sternwarte am 16., 17. und 18. August mit dem großen Bruce-Teleskop erhalten wurden, hat Prof. William H. Pickering ein Objekt entdeckt, das er als Saturnsatelliten 15,5. Größe betrachtet [1]). Derselbe ist nach seiner Schätzung $3^1/_2$ mal soweit vom Saturn entfernt als Japetus, und seine Umlaufsdauer beträgt sonach etwa 17 Monate. Eine Bestätigung dieser Entdeckung ist jedoch bis zum Anfang 1900 nicht erfolgt.

Die Helligkeiten der Saturnmonde sind äußerst ungleich und beim äußersten (Japetus) findet, wie schon Cassini erkannte, ein Lichtwechsel statt von gleicher Periode wie die Umlaufszeit dieses Mondes. W. Herschel [2]) hat Cassinis Resultat bestätigt, indem er fand, daß dieser Mond am hellsten erscheint in dem Bogen seiner Bahn von 68° bis 129°, von dem Punkte der untern Konjunktion gerechnet, am schwächsten dagegen zwischen der Opposition und der untern Konjunktion, auch soll der Helligkeitsunterschied volle drei Größenklassen betragen. Schröter hat dieses Ergebnis im allgemeinen bestätigt [3]), auch meinte er ähnliche Lichtschwankungen bei einigen anderen Saturnmonden zu erkennen. Genauere photometrische Messungen dieses Trabanten hat erst E. Pickering ausgeführt [4]) und die Ergebnisse derselben sind von G. Müller [5]) reduziert und in folgende Tabelle gebracht worden:

Trabant	Mittlere Oppositionsgröße	Scheinbarer Durchmesser in mittlerer Entfernung Trabant – Sonne	Durchmesser in Kilometern
1. Mimas	12,79	0,068″	470
2. Enceladus	12,28	0,086″	594
3. Tethys	11,34	0,132″	916
4. Dione	11,45	0,126″	871
5. Rhea	10,76	0,173″	1197
6. Titan	9,38	0,327″	2259
7. Hyperion	13,69	0,045″	310
8. Japetus	11,68	0,113″	783

Lichtschwankungen fand E. Pickering nur beim achten Monde und zwar hier im Sinne Cassinis und W. Herschels, doch umfassen sie nur

[1]) Harvard Coll. Obs. Circular, Nr. 43. — [2]) Phil. Transact., London 1792, p. 13. — [3]) Bodes Jahrbuch, 1800, S. 169. — [4]) Annals Harvard Coll. Obs., Vol. 11, Part. 2, p. 247. — [5]) Photom. d. Gestirne, S. 400.

1,36 Größenklasse. Sie finden so regelmäßig während jeden Umlaufs statt, daß Pickering seine sämtlichen Messungen durch eine Formel gut darstellen konnte. Hiernach ist die mittlere Oppositionshelligkeit des Trabanten (von dem Punkte der Opposition an gezählt) in 0° Länge 11,58., in 90° Länge 12,67., in 180° Länge 11,58., in 270° Länge 11,31. Sterngröße.

Die Massen der Saturnmonde sind mit Ausnahme derjenigen des Titan sehr klein. H. Struve findet aus ihren gegenseitigen Störungen das Verhältnis derselben zur Saturnmasse, wie folgt:

Mimas . .	1 : 13610000
Enceladus .	1 : 4000000
Tethys . .	1 : 907600
Dione . . .	1 : 536000
Rhea . . .	1 : 250000
Titan . . .	1 : 4700

Die Masse des Hyperion kann nur sehr gering sein und die des Japetus ist kleiner als 1 : 100000 der Saturnmasse. Sonach ist von diesen Trabanten nur Titan an Masse unserm Monde vergleichbar (und etwa 1,6 mal überlegen), während der größte der übrigen Monde, Japetus, weniger als $^1/_{15}$, Mimas sogar nur $^1/_{1816}$ der Mondmasse besitzt. Obgleich diese Saturntrabanten, besonders Mimas, äußerst lichtschwach sind, so hätte man ihre Masse doch im Vergleich zur Helligkeit für erheblicher halten dürfen, man muß daher annehmen, daß diese Monde ein beträchtlicheres Lichtreflexionsvermögen oder eine weit geringere Dichtigkeit besitzen als Titan und Japetus.

Allgemeine Bemerkungen über die Saturnmonde. Huygens sah den Titan am 25. März 1655 in einem selbst verfertigten Fernrohre von 12′ Brennweite. In dem nämlichen Jahre sahen ihn in England Sir Paul Neil und Sir Christopher Wren, ohne ihn jedoch als Trabanten des Saturn zu erkennen. Er ist unter günstigen Umständen schon in einem achromatischen Taschenfernrohre von 15‴ Objektivöffnung wahrgenommen worden. Schröter schätzte seinen scheinbaren Durchmesser auf 0,7″, dagegen bemerkt Holden, daß er am 26-Zoller zu Washington beim Titan nie ein größeres Scheibchen gesehen habe als bei benachbarten Fixsternen. Barnard findet den Durchmesser des Titan zu 0,633″; Pickering sah ihn zu Arequipa am 9. Mai 1891 als kleines Scheibchen von 0,7″ hinter dem Saturn hervorkommen. Die übrigen Monde sind alle weit kleiner, aber ihre Durchmesser übertreffen doch bei weitem die Dicke des Ringsystems. Dies folgt aus mehreren Beobachtungen W. Herschels. Am 29. August 1789 sah derselbe Rhea auf dem Ringe nahe am Ende des westlichen Armes, und die Dicke des letztern schien nur $^1/_3$ oder $^1/_4$ vom Durchmesser des Trabanten, den Herschel unter 1″ schätzte. Gleichzeitig sah er Mimas in einer kleinen Entfernung dem vorgenannten folgen und wie eine Koralle an einer Schnur auf demselben Arme aufgereiht und nach oben und unten hervorragend. Am 15. Oktober sah Herschel Enceladus auf der Mitte des westlichen Armes vom Ringe, und den folgenden Abend vermochte er Mimas und Enceladus bis zur Scheibe des Planeten zu verfolgen, ohne daß der Ring, auf dem sie aufgereiht erschienen, dieser

Wahrnehmung hinderlich erschien. Die beiden innersten Trabanten (Mimas und Enceladus) sah Herschel zuerst im 40füßigen Teleskope, 1848 wurde Mimas wiedergesehen von Lassell. Sir John Herschel war es dagegen im 20füßigen Teleskop nur selten möglich, Enceladus zu sehen; „den innersten Saturnmond wahrzunehmen", schrieb er selbst, „habe ich keine Hoffnung".

Herschel sah am 2. November 1789, an 300maliger Vergrößerung, den Schatten Titans über die Saturnscheibe laufen. Ähnliche Beobachtungen machten 1833 Gruithuisen, 1862 Dawes, 1891 am 11. März und 12. April Terby, auch blieb Titan selbst vor der Scheibe sichtbar bis zum Rande derselben [1]). Vom Schatten der Rhea konnte bei zwei Vorübergängen derselben vor dem Saturn, William Pickering am 13zölligen Refraktor zu Arequipa keine Spur erkennen. Der Schatten mußte etwa 0,28″ groß sein [2]). Die Wahrnehmung des Schattens von Mimas auf der Scheibe des Saturn durch Stanley Williams (an einem 6zölligen Spiegelteleskop) am 20. März 1891 ist hiernach bestimmt Täuschung. Konjunktionen der Monde untereinander sind nicht selten, und ihre genaue Beobachtung nach Eintritt und Dauer hat für die Bahnbestimmung der Satelliten Wert.

Der siebente Saturnmond (Hyperion) ist bei weitem der schwächste von allen acht und wurde 1848 fast gleichzeitig von Bond und Lassell entdeckt.

Bond sah diesen Mond zuerst am 16. September, beinahe in der Ebene des Saturnringes, zwischen den Trabanten Titan und Japetus, ohne seine wahre Natur zu ahnen. Gleichwohl wurde die Lage des kleinen Sterns in Bezug auf Saturn notiert, ebenso am 18., als man ihn wiedersah. Am 19., als sorgfältig angestellte Messungen gezeigt hatten, daß der Stern die rückläufige Bewegung des Saturn teile, wurde jeder Stern, dem er sich in den nächsten Wochen nähern mußte, auf einer Karte bezeichnet. Am 20. war der Himmel bewölkt, aber am 21. sah man, daß der Stern sich dem Saturn genähert hatte und erkannte ihn als neuen Trabanten.

In ähnlicher Weise fand auch Lassell den Satelliten. Er teilt darüber folgendes mit: „Als ich am 18. September 1848 beobachtete und die Stellungen der Saturnmonde notierte, erkannte ich den Japetus nicht in der Stellung und Größe, die ich nach früheren Beobachtungen erwartet hatte, und um diesen Umstand bei den Beobachtungen der nächsten Nacht ins Reine zu bringen, machte ich eine sorgfältige Figur von den Örtern zweier Sterne, die ich x und y nennen will, in Bezug auf einige benachbarte Fixsterne. Die letzte Nacht war wieder schön, ich beobachtete den Planeten wieder und fand, daß der Stern y sich in seiner Stellung gegen die Fixsterne merklich und zwar nördlich von der Ebene des Ringes entfernt hatte, in Übereinstimmung mit der Bahnbewegung des Japetus, während der Stern x seine Stellung in der Ebene des Ringes und beinahe in gleicher Entfernung von der Scheibe des Saturn beibehielt. Um die Vermutung, daß der Stern x ein neuer Mond des Saturn sei, zu prüfen, nahm ich mehrmals im Laufe des Abends die Unterschiede der Rektascension zwischen jenem und einem Fixsterne a und fand,

---

[1]) Bull. Acad. Royal. Belgique 1872, Vol. 23, p. 343. — [2]) Astronomy and Astrophysics, p. 108.

daß x sich in $2^h\ 36^m$ um 2,46″ westlich von a entfernt hatte und genau seine Lage in der Ebene des Ringes und daher in der Linie der inneren Monde beibehielt. Da die Bewegung des Saturn nach Süden jetzt in jeder Stunde 4,6″ beträgt, so würde der Stern x, wenn er wirklich ein Fixstern wäre, während einer Beobachtungszeit von 4^h natürlich zurückgelassen worden sein. Nach der gründlichen Untersuchung, welcher das System des Saturn in einer langen Reihe von Jahren unterworfen gewesen ist, mag es gewagt scheinen, infolge der Beobachtungen eines einzigen Tages die Entdeckung eines neuen Trabanten zu behaupten, ich glaube aber, daß sie keinen andern Schluß zulassen. Seine Bahn liegt zwischen Titan und Japetus, und füllt demnach die große, daselbst vorhandene Lücke sehr passend aus. Der Grund, warum dieser Trabant bisher der Aufmerksamkeit entgangen ist, liegt wahrscheinlich in seiner außerordentlichen Lichtschwäche, die bestimmt nicht geringer ist, als bei dem nächsten aller Saturnmonde, Mimas.“

John Herschel hat 1845 auf eine Eigentümlichkeit der Umlaufsperioden mehrerer Saturnmonde aufmerksam gemacht. Die Periode des 3. Satelliten ist gleich dem Doppelten von jener des 1. Mondes und der 4. Mond hat die doppelte Umlaufsdauer des 2. Trabanten. d'Arrest hat bemerkt [1]), daß noch eine andere Periode von $465^3/_4{}^d$ existiert, nach deren Ablauf die vier inneren Saturnmonde in Bezug auf die Sonne und den Centralkörper wieder genau an derselben Stelle stehen. Es sind nämlich 494 Umläufe des 1. Saturnmondes, 340 Umläufe des 2. Saturnmondes, 247 Umläufe des 3. Saturnmondes und 170 Umläufe des 4. Saturnmondes $= 465^d\ 18^h$.

Uranus.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Newcomb): $a = 19{,}18336$; $e = 0{,}0464961 + 0{,}000002739$; $\pi = 171°\ 20'\ 41{,}5'' + 50{,}256''$; $\Omega = 73°\ 30'\ 6{,}0'' + 18{,}568''$; $i = 0°\ 46'\ 22{,}3'' + 0{,}025''$; $\mu = 42{,}23079''$; Masse $= 1 : 22600$ der Sonnenmasse; mittlerer scheinbarer Durchmesser in der Entfernung $1 = 75{,}10''$.

Dieser Planet ist der erste, durch dessen Auffindung die Zahl der seit dem grauen Altertume bekannten Wandelsterne vergrößert wurde. F. W. Herschel fand ihn am 13. März 1781 zwischen 10 und 11 Uhr abends, als er mit einem 7füßigen Teleskope den Himmel nach Doppelsternen durchmusterte. Sein Teleskop war aufgestellt auf einem Grasplatze hinter dem Hause New Kingstreet 19 in Bath. Der Stern zeigte bei der Entdeckung eine kleine Scheibe, wodurch ihn Herschel als verschieden von den benachbarten Fixsternen erkannte, in den nächsten Tagen seine Fortbewegung am Himmel feststellte, ihn aber für einen Kometen hielt. Er zeigte seine Entdeckung auch unter diesem Namen am 26. April 1781 der Königlichen Gesellschaft in London an.

Infolgedessen wurden sämtliche ersten Bahnberechnungen unter Voraus-

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1364.

setzung einer Parabel ausgeführt, bis am 8. Mai 1781 Saron zuerst zeigte, daß man den Beobachtungen nur mit einer Periheldistanz von mindestens 14 Erdbahnradien genügen könne.

Laplace scheint der Erste gewesen zu sein, der (im August 1781) die Notwendigkeit erkannte, das neue Gestirn als Planeten anzusehen, dessen mittlere Distanz von der Sonne das 19fache von jener der Erde sei. Méchain und Lexell bestätigten diese Folgerung.

Unter solchen Umständen machte Herschel von dem ihm zustehenden Rechte der Benennung Gebrauch und nannte das neue Gestirn Georgium sidus, zu Ehren Georgs III. von England.

Doch fand diese Benennung in der astronomischen Welt wenig Beifall. Vielmehr wünschte Lalande, daß man den Planeten „Herschel" nennen möge, Prosperin schlug den Namen „Neptun", Lichtenberg „Asträa", Poinsonet „Cybele" vor; aber Bodes Benennung „Uranus" hat die Oberhand behalten, und selbst die englischen Astronomen, unter ihnen der Sohn des Entdeckers, haben sich, zum Teil erst seit 1851, dieser Bezeichnung angeschlossen.

Die bald nach der Entdeckung auftauchende Frage, weshalb Uranus nicht bereits früher gesehen worden, da er doch als Stern 6. Größe erscheint, fand 1784 ihre Beantwortung durch Bodes Auffindung einer ältern Beobachtung des Planeten vom Jahre 1756, bei welcher Tobias Mayer denselben als Fixstern angesehen hatte. Von älteren Beobachtungen des Uranus sind überhaupt bis jetzt aufgefunden worden:

7 Positionsbestimmungen Flamsteeds, aufgefunden von Bode und Burckhardt; 3 Positionsbestimmungen Bradleys, aufgefunden von Bessel und Hugh Breen; 1 Positionsbestimmung von Tobias Mayer, aufgefunden von Bode; 12 Positionsbestimmungen von Lemonnier, aufgefunden von ihm selbst und Bouvard.

In seiner Erdnähe kann Uranus 5,5. bis 5,6. Größe erreichen, aber in der Nähe der Konjunktion bis zur 6,3. Größe abnehmen, so daß er also, außer bei tiefem Stande am Horizonte, dem bloßen Auge sichtbar ist[1]). In mittlerer Opposition ist er nach G. Müllers vieljährigen Messungen 5,86. Größe. Nach demselben Beobachter ist die lichtreflektierende Kraft (im Sinne Seeligers) oder die Albedo der Uranusoberfläche = 0,805, woraus wahrscheinlich wird, daß Uranus mit einer dichten und ausgedehnten Atmosphäre umgeben ist[2]).

Im Spektrum des Uranus sah Secchi zuerst mehrere dunkle Banden[3]), aber genauere Beobachtungen haben erst Huggins[4]) und Vogel[5]) geliefert. Fraunhofersche Linien konnte letzterer darin nicht erkennen, doch bestimmte er die Positionen von fünf dunkeln Streifen, von denen einer ($\lambda = 6180$) mit einem solchen in den Spektren des Jupiter und Saturn zusammenfällt. Diese Streifen verdanken nach Vogel ihr Entstehen unzweifelhaft der Absorption der Sonnenstrahlen in der den Uranus umgebenden Atmosphäre.

---

[1]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 402. — [2]) A. a. O., S. 403. — [3]) Sugli spettri prism., Roma 1872, p. 20. — [4]) Proceed. Royal. Soc., 1871, p. 129. — [5]) Spektra d. Planeten, 1874, S. 48.

Die photographischen Aufnahmen des Uranusspektrums auf dem Observatorium zu Potsdam 1892 zeigen weder Absorptionsbänder noch helle Linien in dem brechbarern Teile desselben (wie Lockyer behauptet hatte), wohl aber zahlreiche Fraunhofersche Linien. Dies steht in vollkommener Übereinstimmung mit den Untersuchungen von Keeler über den sichtbaren Teil des Uranusspektrums am 36-Zoller der Lick-Sternwarte. Derselbe erwähnt, daß die Helligkeit gewisser Stellen des Spektrums in Gelb und Grün bei Anwendung schwacher Dispersion den Eindruck des Selbstleuchtens gemacht habe, als er das Uranusspektrum zum erstenmal beobachtete; fortgesetzte Untersuchungen mit verschiedenen Spektroskopen hätten ihn aber überzeugt, daß dieser erste Eindruck illusorisch und nur durch den Kontrast der hellen Stellen des kontinuierlichen Spektrums mit den dunkeln Absorptionsbändern hervorgebracht sei [1]).

Gestalt und Größe. Über die Gestalt des Uranus haben von Anfang an Zweifel geherrscht. W. Herschel glaubte am 5. März 1792, am 26. Februar 1794 und am 21. April 1795 eine Abplattung der Uranusscheibe wahrzunehmen und schloß daraus auf eine rasche Rotation dieses Planeten. Die späteren Messungen von W. Struve in Pulkowa haben dagegen keine merkliche Abplattung gezeigt, während Mädler aus Messungen am Dorpater Refraktor 1842 bis 1843 eine Abplattung von $\frac{1}{10{,}28}$ fand. Auch die Dimensionen dieses Planeten ergaben sich nach den Messungen verschiedener Beobachter merklich ungleich. Auf die mittlere Entfernung von der Erde reduziert, fanden für den Durchmesser der Uranusscheibe: Lamont 3,15″, Mädler 4,11″, Kaiser 3,68″, Vogel 3,735″, Young 4,127″, Schiaparelli 3,733″. Die sehr sorgfältigen Messungen von Seeliger am Münchener Refraktor lieferten dafür den Wert 3,915″ $\pm$ 0,045″ und ergaben keine Abplattung [2]).

Detail zeigt sich selbst in den größten Teleskopen auf seiner Oberfläche nicht. Lassell fand mit seinem Riesenteleskop auf Malta gelegentlich Andeutungen eines hellern Flecks, und Buffham glaubte am 25. und 27. Januar 1870, sowie am 9. März 1872 mit einem 9zölligen Browningschen Spiegelteleskope zwei helle Punkte auf der Uranusscheibe wahrzunehmen, die auf eine rasche Rotation hindeuteten. An mehreren Tagen im Februar und März 1871 sah Vogel mit dem 11zölligen Bothkamper Refraktor bei 600facher Vergrößerung die Scheibe sehr scharf, vollkommen rund und von meergrüner Färbung. An zwei Abenden konnte ein etwas lichterer Fleck am nördlichen Rande der Scheibe wahrgenommen werden. Derselbe Fleck erschien auch am 20. März deutlich, ebenso am 7. April. W. Herschel meint mehreremal Spuren sehr schwacher Ringe am Uranus wahrzunehmen, erkannte aber schließlich selbst, daß diese nur falsche Bilder seines Teleskops seien, da ein vortrefflicher neuer Spiegel seines Reflektors keine Spur dieser Erscheinung zeigte.

---

[1]) Vogel in den Sitzungsber. d. Preuß. Akademie, 1895, 2. — [2]) Sitzungsber. d. math.-phys. Klasse d. Königl. Bayer. Akad., 1884, Heft 2.

Die Monde des Uranus.

Uranus wird von vier Monden begleitet, die jedoch für mäßige Instrumente absolut nicht wahrnehmbar sind. Um einen der beiden äußeren Trabanten gelegentlich wahrzunehmen, bedarf es eines Refraktors von acht Zoll Öffnung. W. Herschel hat mit Gewißheit nur die beiden äußeren Monde gesehen. Er fand dieselben zuerst am 11. Januar 1787 mit dem 20füßigen Teleskope, als er den kleinen Fangspiegel desselben fortgelassen hatte und eine 350fache Vergrößerung anwandte[1]). Am ersten Abende vermochte er über die planetarische Natur dieser äußerst schwachen Sternchen nichts zu entscheiden; da sie aber am folgenden Tage verschwunden waren, so zeichnete er alle benachbarten Sterne auf und ward am 7. Februar durch Beobachtungen von 8^h abends bis 8^h morgens des einen, und am nächsten Tage des andern Trabanten gewiß. Mit Sicherheit wiedergesehen wurden sie zuerst 1828 von Sir John Herschel, und später von Lamont an einem $10^1/_2$zölligen Merzschen Refraktor. Der 14zöllige Refraktor zu Pulkowa hat sie ebenfalls und sehr deutlich gezeigt, die inneren Monde, wahrscheinlich des ungünstigen Klimas wegen, jedoch nicht. Diese entdeckte vielmehr erst Lassell[2]), nachdem er sein großes Spiegelteleskop auf Malta aufgestellt hatte, am 24. Oktober 1851, und beobachtete sie sogar bei hellem Mondscheine. Für die große optische Kraft dieses Instruments mag als Beweis gelten, daß Herschel, nachdem er die beiden äußeren Monde im 40füßigen Reflektor beobachtet hatte, sagt: „Der erste dieser Trabanten ist schwerlich anders zu sehen, als in seinem größten Abstande (32″), einen noch nähern werden wir wahrscheinlich nie entdecken." Bei 18″ Abstand des hellsten beider Monde wurde derselbe in Herschels Teleskopen stets unsichtbar. Die größten Abstände der beiden von Lassell entdeckten Trabanten sind resp. 19″ und 14″, und sie haben nur etwa die Hälfte des Lichtes der Herschelschen Monde. Nichtsdestoweniger sind sie am 26zölligen Clark-Refraktor zu Washington relativ leichte Objekte, und Vogel hat nachgewiesen, daß er sie auch am 11zölligen Schröderschen Refraktor zu Bothkamp wiederholt gut gesehen hat. Lassell hat den Monden, vom innersten beginnend, folgende Namen gegeben: Ariel, Umbriel, Titania und Oberon.

Die Uranusmonde gehören auch für die heutigen großen Instrumente noch immer zu den schwierigsten Objekten des Sonnensystems und Schätzungen ihrer Helligkeit sind sehr unsicher. Nach Pickerings photometrischen Messungen[3]) ist in mittlerer Opposition Titania 14,65., Oberon 14,81. Größe, woraus unter Annahme gleicher Albedo mit Uranus selbst als wahre Durchmesser für Titania 942 km, für Oberon 875 km folgen würde. Ob die von Newcomb und H. C. Vogel vermuteten Helligkeitsschwankungen wirklich stattfinden, ist noch fraglich. Aus den Beobachtungen zu Washington hat S. Newcomb[4]) folgende Bahnelemente dieser Monde abgeleitet (Epoche 1871, Dezember 31,0 mittlerer Zeit von Washington):

---

[1]) Philos. Transact., Vol. 77, p. 125. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 33, S. 259. — [3]) Ann. Harvard Coll. Obs., Vol. 11, Part. 2, p. 271. — [4]) Washington Observ. 1873, Appendix 1. Washington 1875.

	Ariel	Umbriel	Titania	Oberon
Distanz	13,78″	19,20″	31,48″	42,10″
Umlaufszeit in Tagen	2,520383	4,144181	8,705897	13,463269
Neigung der Bahn gegen den Erdäquator (1850,0)	74,36°	75,57°	75,06°	75,21°
Länge des aufsteigenden Knotens	167,16°	164,26°	165,15°	165,03°
Mittlere Länge	21,83°	136,52°	229,93°	154,83°

Die retrograde Bewegung der von ihm gesehenen Uranusmonde hatte schon W. Herschel erkannt und dieselbe hat sich auch für die inneren Trabanten bestätigt. Hiernach darf man vermuten, daß der Äquator des Uranus nahezu senkrecht zu der Bahnebene steht.

Prof. Keeler ist es gelungen, am 36zölligen Lick-Refraktor die kontinuierlichen Spektra der beiden äußeren Uranusmonde zu sehen [1]).

Neptun.

Allgemeine kosmische Verhältnisse: Bahnelemente und jährliche Veränderung derselben 1900,0 (nach Newcomb): $a = 30{,}05674$; $e = 0{,}0084990 + 0{,}000000056$; $\pi = 40^\circ\ 0'\ 1{,}0'' + 51{,}014''$; $\Omega = 130^\circ\ 40'\ 32{,}7'' + 39{,}615''$; $i = 1^\circ\ 46'\ 44{,}3'' - 0{,}346''$; $\mu = 21{,}53302''$; Masse = 1 : 19380 der Sonnenmasse; mittlerer scheinbarer Durchmesser in der Entfernung 1 = 73,13″.

Dieser erste durch analytische Kombinationen vor seiner praktischen Auffindung theoretisch als vorhanden erkannte Planet bezeichnet gegenwärtig die äußerste Grenze unserer planetarischen Welt.

Als Alexis Bouvard 1821 seine Uranustafeln publizierte, sprach er zuerst aus, daß sämtliche vorhandenen Beobachtungen sich nicht durch ein und dasselbe System von Elementen darstellen ließen. Er ließ es unentschieden, ob diese Differenzen thatsächlich aus der Ungenauigkeit der älteren Beobachtungen oder aus irgend einer andern, den Lauf des Uranus beeinflussenden Ursache entstanden seien. Später neigte Bouvard der Annahme eines unbekannten störenden Planeten zu und ging, als die nächsten Jahre nach Veröffentlichung seiner Tafeln abermals Abweichungen zeigten, mit dem Plane um, durch eine umgekehrte Störungsrechnung möglicher Weise die Bahn des störenden Körpers zu bestimmen. Bessel beschäftigte sich gegen Ende der dreißiger Jahre mit demselben Probleme und hatte bereits eine Reduktion sämtlicher vorhandenen Beobachtungen vornehmen lassen [2]). Im Jahre 1845 forderte Arago den derzeitigen Lehrer am Collége Stanislas in Paris, Urban Leverrier, auf, sich mit dem Problem der Uranusbewegung zu beschäftigen.

Derselbe begann seine Bearbeitung der Uranustheorie im Sommer 1845; die Ergebnisse wurden zuerst in den Sitzungen der Pariser Akademie vom

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2927. — [2]) Humboldt, Kosmos, Bd. 4, S. 555.

10. November 1845, 1. Juni, 31. August und 5. Oktober 1846 mitgeteilt, und in den Sitzungsberichten auszugsweise abgedruckt. Eine zweite Veröffentlichung fand in den Astronomischen Nachrichten statt, während die vollständige Abhandlung in der „Connaissance des temps pour l'an 1849" erschien. Leverrier hatte sich, dem Wesen des Problems zufolge, bei seinen Untersuchungen ein weites Ziel gesteckt. Er war gezwungen, in seiner Arbeit folgende einzelne Aufgaben zu lösen:

1. Neue, genauere Entwickelungen der Störungen des Uranus durch Jupiter und Saturn, um genaue Örter des Uranus zu erhalten.

2. Neue Reduktion von 19 älteren (1690 bis 1771) und 262 neueren Pariser und Greenwicher Meridianbeobachtungen (1781 bis 1845) und deren Vergleichung mit der Theorie unter der Voraussetzung, daß die Uranusbewegung nur durch Jupiter und Saturn gestört wird.

3. Nachweis, daß unter dieser Voraussetzung Beobachtung und Theorie durchaus unvereinbar bleiben und nur durch Annahme eines unbekannten, jenseits des Uranus befindlichen Planeten vereinbar sind.

4. Bestimmung der Bahnelemente des unbekannten Planeten aus den Störungen des Uranus.

5. Nachweis, daß durch Einführung der Störungen eines solchen transuranischen Planeten die Abweichungen zwischen Beobachtung und Rechnung in der Bewegung des Uranus verschwinden.

Diese sämtlichen Aufgaben hat Leverrier mit bewundernswürdiger Weise bewältigt. Nachdem die Störungen entwickelt und die Beobachtungen scharf reduziert worden, fanden sich noch immer Abweichungen von 20″ bis zu 4″ zwischen Rechnung und Beobachtung, welche zu groß erschienen, um bloßen Fehlern zugeschrieben zu werden. Leverrier zeigte dagegen, daß diese Anomalien nur unter der Voraussetzung eines transuranischen Planeten sich erklären lassen. Das Titiussche Gesetz gab einen annähernden Wert für den mittlern Abstand des Planeten von der Sonne und Leverrier schritt nun dazu, die Bahn des unbekannten Wandelsterns genauer zu bestimmen. Die Möglichkeit, diese Aufgabe zu lösen, unterliegt keinem Zweifel; denn da durch die Elemente die Störungen gegeben werden, so muß man auch von diesen auf jene schließen können und die strenge Auflösung des Problems ist nicht mit unüberwindlichen Schwierigkeiten verknüpft, wenn die gegebenen Störungen als genau und als alleinige Funktionen des störenden Planeten angesehen werden können, somit also nur die Elemente des letztern, d. h. fünf unbekannte Größen, zu bestimmen bleiben. Allein der vorliegende Fall gestattet diese Voraussetzung nicht, da beide Bahnen so voneinander abhängig sind, daß alle Elemente gleichzeitig in die betreffenden Gleichungen aufgenommen, also zehn unbekannte Größen aus den Unterschieden zwischen den beobachteten und berechneten Örtern bestimmt werden müssen. Leverrier ging übrigens nicht darauf ein, das Problem in seiner ganzen Strenge zu lösen, da in diesem Falle die kleinen Beobachtungsfehler zu unbrauchbaren Werten hätten führen können. Er nahm vielmehr den Planeten als in der Ekliptik laufend an und löste die Aufgabe durch Näherungen und Versuche. Auf diesem Wege gelangte er zu den genäherten Bahnelementen, welche unten

mitgeteilt werden und fordert auf Grund derselben Galle in Berlin brieflich auf, den Planeten an dem bezeichneten Orte des Himmels zu suchen.

Noch früher als Leverrier hatte ein junger englischer Geometer, Adams in Cambridge, dieselbe Aufgabe bearbeitet und Elemente des unbekannten Planeten berechnet, welche er Challis und Airy mitteilte, jedoch nicht publizierte[1]). Challis forschte in der von Adams bezeichneten Region des Himmels nach und fand in der That am 4. August 1846 den Planeten, ohne ihn jedoch als solchen zu erkennen, was erst nach Bekanntwerden der Entdeckung Galles der Fall war. Nachstehend folgen die Bahnelemente des Planeten, wie sie Leverrier und Adams rein theoretisch abgeleitet haben.

	Leverrier	Adams
Halbe große Achse der Bahn .	36,1539	37,25
Excentrizität	0,10761	0,120615
Länge des Perihels	284° 45′ 8″	299° 11′
Masse	$\frac{1}{9322}$	$\frac{1}{6665}$
Mittlere Länge	318° 47′ 4″	323° 2′
Epoche	1847, Jan. 1.	1846, Okt. 6.

Die Unterschiede zwischen den theoretisch gefundenen und den später aus Beobachtungen bestimmten Elementen sind so bedeutend, daß sogar von Seiten einzelner Astronomen Bedenken geäußert wurden, ob in der That der transuranische Planet durch die Rechnung nachgewiesen oder die Übereinstimmung des angezeigten Orts mit dem wahren nicht vielmehr Zufall sei. Diese Bedenken sind übrigens grundlos; es kam hauptsächlich darauf an, den Ort des störenden Planeten am Himmel zu bezeichnen; die weiter abgeleiteten Bahnelemente konnten nur sehr rohe sein, weil sie aus kleinen, mit Beobachtungsfehlern behafteten Größen hergeleitet werden müssen. Männer, wie Herschel, Airy, Arago, Jacobi und Andere haben nie einen Zweifel in die wahrhaft theoretische Entdeckung des Planeten gesetzt, diese ist vielmehr als ein Triumph der höhern Analyse, der Mechanik des Himmels, zu betrachten. Der Name Neptun wurde in einer Sitzung des Längenbureaus vorgeschlagen und angenommen[2]).

Helligkeit. Neptun hat nach G. Müllers Messungen 1878 bis 1887 eine mittlere Oppositionshelligkeit von 7,66. Größe und seine durch die wechselnde Entfernung von Sonne und Erde bedingte Helligkeitsschwankung erreicht im Maximum nur 0,23. Größenklasse[3]). Aus den Potsdamer Beobachtungen folgt für die Albedo des Planeten der Wert 0,694. Die von Maxwell Hall[4]) 1883 wahrgenommenen Helligkeitsänderungen des Neptun, aus denen der Beobachter auf eine 8stündige Rotation dieses Planeten schloß, sind, wie G. Müller nachgewiesen[5]), irrig.

[1]) Monthly Notices 1846, Vol. 7, Nr. 9, p. 121. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 591. — [3]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 405. — [4]) Monthly Notices, Vol. 44, p. 257. — [5]) Publ. Astrophys. Obs. Potsdam, Bd. 8, S. 351.

Gestalt und Größe. Die Scheibe des Neptun erscheint rund und ohne Andeutung einer Abplattung, die Messungen ihrer Größe sind indessen nicht sehr übereinstimmend. Encke und Galle fanden 1846 den scheinbaren Durchmesser derselben 2,70″, Mädler 2,56″, Lassell 2,23″, Kaiser (1872) 2,87″, Barnard 2,433″. Die kreisrunde Scheibe ist so klein, daß sie bei mittleren Vergrößerungen nur mit Anstrengung sicher erkannt werden kann. In einem 9zölligen Refraktor erkannte zuerst Secchi, daß diese Scheibe keine scharfen Ränder zeigt. Dies bestätigt 1871 Vogel am Bothkamper 11zölligen Refraktor, indem er am 29. August bei starker Vergrößerung den Rand des Scheibchens verschwommen sah. Schon bei 250facher Vergrößerung war eine Spur hiervon wahrzunehmen. Am 31. August glich Neptun vollkommen einem planetarischen Nebel, der Rand war auch bei Anwendung schwächerer Vergrößerung verschwommen. Die Farbe war, ähnlich der des Uranus, ein mattes Grün. Im September zeigte sich bei 600facher Vergrößerung und vorzüglicher Luft mehrfach eine schwache, elliptische Nebelhülle um den Planeten. Barnard, der an wesentlich kraftvolleren Instrumenten den Neptun beobachtet hat, erwähnt weder das Vorhandensein einer Nebelhülle um diesen Planeten, noch eine merkliche Verschwommenheit seiner Ränder.

Das Neptunspektrum ist nach den Okularbeobachtungen Vogels[1]) vom Sonnenspektrum abweichend und identisch mit dem Uranusspektrum. Fraunhofersche Linien sah er darin nicht, doch konnte er acht dunkle Streifen erkennen und die Lage von dreien bestimmen.

Der Trabant des Neptun.

Am 7. Juli 1847 sah Lassell mit einem zweifüßigen Spiegelteleskope von 20′ Brennweite in der Nähe des Neptun einen sehr schwachen Stern, der sich in den nächsten Tagen als Trabant dieses Planeten auswies[2]). Dawes sah diesen Mond ausnahmsweise mit einem 8zölligen Refraktor. Die Bewegung desselben ist, wie schon Hind vermutete und Newcomb bestätigt hat[3]), retrograd.

Der Neptunsmond ist ein leichteres Objekt als die beiden inneren Uranusmonde. Nach Pickerings photometrischen Messungen an 7 Tagen des Jahres 1878 ergiebt sich seine mittlere Oppositionshelligkeit 13,59. Größe und unter Annahme gleicher Albedo mit Neptun würde sein Durchmesser 3630 km betragen[4]).

Der Trabant ist 1885 bis 1893 zu Pulkowa am 30zölligen Refraktor von Hermann Struve behufs Bestimmung seiner Bahn beobachtet worden[5]). Er findet die halbe große Achse der Bahn 16,271″, die Excentrizität 0,0070 und die Umlaufszeit 5,87683^d. Die Länge des aufsteigenden Knotens beträgt 185,15° und nimmt jährlich um 0,148° zu, die Neigung der Bahn gegen den Erdäquator ist 119,35° mit einer jährlichen Abnahme von 0,165°. Nach Tisserand ist die Veränderung der Lage der Bahnebene lediglich eine

[1]) Spektra der Planeten, 1874, S. 54. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 26, S. 165. — [3]) Monthly Notices, Vol. 36, p. 208. — [4]) Müller, a. a. O., S. 407. — [5]) Mem. S. Petersbourg Imp. Academ., Vol. 42, Nr. 4.

Folge der Abplattung des Neptun. Aber erst Beobachtungen, die einige Jahrhunderte umfassen, können aus der Lage des Kreises, welchen der Pol der Bahnebene des Trabanten um den auf die Himmelskugel projizierten Pol der Achse des Neptun beschreibt, die Richtung dieser Achse ableiten lassen. Bis jetzt kann man nur schließen, daß jener Winkel zwischen 20^0 und 25^0 beträgt und die Abplattung kleiner als $^1/_{100}$ sein muß.

Die Kometen.

Die Kometen bilden einen wichtigen, aber lange Zeit hindurch sehr vernachlässigten Teil unseres Sonnensystems. Es mag wohl wenig Naturerscheinungen geben, welche einst einen gleich schreckenerregenden Eindruck auf den Menschen machten, und welche als so untrügliche Vorboten von Unglück und Mißgeschick aller Art angesehen wurden, wie die am nächtlichen Himmel von Zeit zu Zeit auftauchenden „Haarsterne". Aber trotzdem man mit Recht schon seit Jahrhunderten jeden Zusammenhang der Kometen mit irdischen Vorgängen aufgegeben hatte, so herrschte doch bis herab zur Gegenwart über die wahre Natur und Stellung dieser seltsamen Himmelskörper noch sehr großes Dunkel, und gerade diejenigen Schlüsse, zu welchen man durch Kombination der mit beharrlicher Ausdauer verfolgten Phänomene gelangt war, haben durch die späteren Untersuchungen von Schiaparelli, Leverrier, Weiß u. A. eine sehr starke Erschütterung erlitten.

Wenn scharfsinnige Denker und Forscher des klassischen Altertums wie Aristoteles, in den Kometen nur ephemere Erscheinungen sahen, und Hevel und Kepler noch diesen Ansichten mehr oder minder beipflichteten; wenn Mästlin, Tycho Brahe und Dörfel diese Gestirne zuerst, den Planeten vergleichbar, für wahre Himmelskörper erklärten; wenn später die fortschreitende Wissenschaft ihnen dauernde Existenz wie den alten Wandelsternen, die in elliptischen Bahnen einhergehen, zuschrieb, so ist die neueste Forschung zu Resultaten gelangt, die sich fast wie vermittelnd zwischen den Anschauungen zweier Jahrtausende ausnehmen.

Anzahl der Kometen. Verzeichnisse der erschienenen Kometen können für die früheren Zeiten, sobald man vor das 16. Jahrhundert zurückgeht, nur eine sehr fragwürdige Vollständigkeit beanspruchen; einesteils, weil die älteren kometarischen Nachrichten ungemein mangelhaft sind und, durch die abergläubigsten Vorstellungen verunstaltet, jeder Kritik entbehren; dann aber auch, weil vor der Erfindung des teleskopischen Sehens und seiner exakten Benutzung in der neuern Astronomie, nur diejenigen Kometen vermerkt wurden, die durch ihren Glanz das Auge des gewöhnlichen Mannes unwillkürlich auf sich zogen. Durch konsequente, absichtliche Bemühungen hervorgerufene Kometenentdeckungen kommen zudem vor Hevel und Bianchini nicht vor.

Man ersieht aber aus den Verzeichnissen unmittelbar, in welcher Weise sich im Laufe der Jahrhunderte der Fortschritt der kometarischen Astronomie gestaltete, von den ersten Zeiten ab, wo dürftige Notizen kaum über den Tag

der Sichtbarkeit belehren, bis herab zu den beiden letzten Jahrhunderten, in welchen aus möglichst fehlerfreien Positionsbestimmungen sämtliche Elemente der Kometenbahnen abgeleitet werden. Nur bei sehr wenigen älteren Kometen sind die Beobachtungen zahlreich genug, um aus denselben genäherte Elemente ableiten zu können, und zudem ist meist noch die herausgebrachte Parabel ein bloßes Rechnungsresultat, dem die Wirklichkeit nur innerhalb sehr weit gezogener Grenzen zu entsprechen braucht. Rechnungen über den Lauf und die Bahn der Kometen finden sich selbstverständlich in den früheren Zeiten nicht. Die unrichtige Ansicht Keplers, der die Kometen in geraden Linien sich bewegen ließ, wurde schon durch Hevel verbessert, der an die Parabel dachte, aber erst 1680 sprach es Dörfel klar aus[1]), daß diese Gestirne in parabolischen Linien einhergehen, in deren Brennpunkte die Sonne sich befindet. Newton versuchte unter dieser Voraussetzung zuerst eine Bahnberechnung bei dem großen Kometen von 1680, allein sein zum Teil graphisches Verfahren war noch so unvollkommen, daß er selbst von der Lösung des schwierigen Problems wenig erbaut blieb. Erst im Jahre 1705 gab Halley[2]) bessere Methoden, aus drei vollständigen Beobachtungen eine Kometenbahn zu bestimmen. Aus seinen Rechnungen über die Bahnen von 24 Kometen schloß er auf die Periodizität eines derselben, der also in einer excentrischen Ellipse einherging. Clairauts genauere Untersuchungen[3]) bestätigten die Voraussage und seit jener Zeit hat die Theorie der Bahnbestimmung der Kometen jene großen Fortschritte gemacht, die wir in den betreffenden Arbeiten von Olbers, Bessel, Argelander, Leverrier u. A. bewundern.

Nach dem Kataloge von Dr. Ph. Carl erhält man als Anzahl der dem bloßen Auge sichtbaren Kometen für die verschiedenen Jahrhunderte folgende (bis 1899 ergänzte) Zahlen:

Zeitperiode	Zahl der Kometen	Zeitperiode	Zahl der Kometen
612 bis 500 v. Chr.	3	700 bis 799 n. Chr.	13
499 „ 400 „	6	800 „ 899 „	31
399 „ 300 „	7	900 „ 999 „	20
299 „ 200 „	5	1000 „ 1099 „	28
199 „ 100 „	18	1100 „ 1199 „	22
99 „ 0 „	14	1200 „ 1299 „	25
0 „ 99 n. Chr.	21	1300 „ 1399 „	31
100 „ 199 „	18	1400 „ 1499 „	35
200 „ 299 „	35	1500 „ 1599 „	23
300 „ 399 „	21	1600 „ 1699 „	12
400 „ 499 „	19	1700 „ 1799 „	38
500 „ 599 „	24	1800 „ 1899 „	70
600 „ 699 „	21		

[1]) Astr. Beob. d. groß. Kometen, welcher im ausgehenden 1680. Jahr erschien. Plauen 1681. — [2]) A Synopsis of the Astr. of Comets. Philos. Transact. 1705. — [3]) Récherches sur les comèts des années 1531, 1682 et 1759. Petersb. 1762.

Diese Zahlen zeigen eine merkliche Verschiedenheit für diejenigen Jahrhunderte (vor 1700), aus denen nur einigermaßen vollständige Nachrichten vorliegen, und man legt sich unwillkürlich die Frage vor, weshalb in dem Zeitraume von 1400 bis 1499 nahe dreimal so viele große Kometen erschienen als während der gleich langen Epoche von 1600 bis 1699. Wären die Kometen ohne eine gewisse feste Ordnung durch den Weltraum zerstreut, so müßte bei ihrer großen Anzahl die Summe sämtlicher Erscheinungen dieser Art während des Jahrhunderts eine ziemlich gleiche sein. Da dies nicht der Fall ist, so darf man vielleicht schließen, daß die Verteilung der Kometen im Raume und ihre periodische Sichtbarkeit für die Erde Gesetzen unterworfen ist, von denen wir gegenwärtig noch nichts Bestimmtes wissen. Bruhns hat auf die Seltenheit der Kometen in den Jahren 1843, 1844, 1856, 1865 und 1866 aufmerksam gemacht. „Nehme ich an", sagt dieser Astronom, „daß seit 1842 gleichmäßig nach Kometen gesucht worden ist, so findet sich — die periodischen Kometen nicht mitgezählt — zwischen den Perihelien von Komet II 1843 und Komet II 1844 ein Zeitraum von über 17 Monaten, zwischen den Perihelien von Komet IV 1855 und Komet I 1857 ein Zeitraum von 16 Monaten und endlich zwischen den Perihelien von Komet I 1865 und Komet I 1867 ein Zeitraum von 24 Monaten. In diesen 24 Jahren kommt zwischen den Perihelien aller Kometen nur noch einmal, zwischen Komet III 1849 und Komet I 1850 ein Zeitraum von $13^1/_2$ Monaten vor. Merkwürdigerweise fallen die größten Lücken zusammen mit den Zeiten der Sonnenfleckenminima."

Eine Schätzung der Gesamtzahl der im Sonnensystem zirkulierenden Kometen hat J. Kleiber versucht[1]), wobei er von der Annahme ausging, daß die Richtungen der großen Achsen der als parabolisch vorausgesetzten Kometenbahnen im Raume zufällig verteilt sind und die Dichtigkeit der Verteilung der Kometen der Quadratwurzel aus der Entfernung von der Sonne umgekehrt proportional sei. Nimmt man nun an, daß die Zahl der jährlich in das Innere der Erdbahn eintretenden Kometen = 5 sei, so ergiebt sich als mittlere Zahl der jederzeit im Sonnensystem vorhandenen Kometen 5934.

Mit wenigen Ausnahmen ist das Auftreten eines Kometen am Himmelsgewölbe ein unangemeldetes, trotzdem manche sofort in strahlendem Glanze auftauchen, ja am hellen Tage neben der Sonne sichtbar wurden. Unter solchen Umständen ist das Aufsuchen neuer Kometen für manche Beobachter eine anregende und aussichtsvolle Beschäftigung. Méchain, Messier, Pons, Olbers, Tempel, Swift und Andere sind als berühmte Kometenentdecker bekannt. Mit wie geringen Mitteln auf diesem Felde Großes geleistet werden kann, davon bietet Messier ein schlagendes Beispiel, der etwa ein Viertelhundert Kometen entdeckte, darunter 14 von allen Astronomen zuerst. Das Fernrohr, dessen er sich hierzu bediente, war ein gewöhnliches Instrument von $2^1/_2$" Öffnung und 2 Fuß Länge. Es vergrößerte nur fünfmal, hatte aber ein Gesichtsfeld von 4°. Vergleicht man hiermit die achromatischen Kometensucher der Neuzeit, so erkennt man unschwer, daß der Beobachter gegenwärtig für die Aufsuchung neuer Kometen ganz anders ausgerüstet ist als seine Vorgänger.

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3104.

Das Licht der meisten Kometen verträgt keine starke Vergrößerung, auch muß man meist schon deshalb schwache Okulare benutzen, um den Kometenkopf ganz im Gesichtsfelde des Fernrohrs zu haben. Nur die Kerne werden bisweilen mit Vorteil an starken Vergrößerungen beobachtet. Kleine Kometen stellen sich oft lediglich als verwaschene Nebelmasse ohne Schweif und Kern, selbst ohne centrale Lichtkondensation dar. Kometen dieser Art unterscheiden sich beim bloßen Anblicke daher in nichts von den eigentlichen Nebelflecken des Himmels, und umgekehrt sind bisweilen lichtschwache Nebel anfangs für entfernte, schweif- und kernlose Kometen gehalten worden.

Die Helligkeit der Kometen ist eine sehr verschiedene; manche sind zu gewissen Zeiten am Tage selbst in der Nähe der leuchtenden Sonnenscheibe mit bloßem Auge wahrgenommen worden, sehr viele hingegen bleiben selbst im Maximum ihres Glanzes nur für kraftvolle Fernrohre sichtbar.

Der im August 363 in Europa und China gesehene Komet wurde nach dem Zeugnisse des Ammianus Marcellinus am hellen Tage gesehen.

Ein im Jahre 1106 erschienener großer Komet soll verschiedenen Chronikschreibern zufolge am 4. Februar in der unmittelbaren Umgebung der Sonne sichtbar gewesen sein.

Der erste Komet von 1402 entwickelte gegen Ende März einen solchen Glanz, daß sein Schweif selbst um Mittag in bedeutender Längenerstreckung zu erkennen war.

Tycho bemerkte am 13. November 1577 vor Sonnenuntergang einen Kometen, der mit abnehmendem Glanze zehn Wochen lang sichtbar blieb.

Der von Klingenberg am 19. Dezember 1743 aufgefundene Komet wurde am 1. März des folgenden Jahres von verschiedenen Personen um 1 Uhr mittags mit bloßem Auge erkannt.

Den großen Kometen von 1843 sah man am 28. Februar jenes Jahres bei hellem Sonnenschein in Parma und Bologna, zu einer Zeit, als er nach Amicis Messung nur 1° 23′ östlich vom Centrum der Sonne stand.

Außer diesen bei Tage mit freien Augen wahrgenommenen Kometen sind im gegenwärtigen Jahrhunderte mehrere andere im Fernrohre nahe bei der Sonne gesehen worden, so z. B. der von Hind entdeckte Komet von 1847 am 30. März mittags. Der Klinkerfuessche Komet 1853 wurde von Schmidt in Olmütz zwischen dem 30. August und 4. September täglich in der Nähe der Sonne gesehen, ebenso der Donatische Komet am 4. Oktober 1858. Der Komet Wels 1882 I wurde am 10. Juni zu Athen und Greenwich 3° 3′ vom nächsten Sonnenrande abstehend gesehen. Er zeigte sich als höchst schwacher, verwaschener, weißer Punkt, ohne Spur von Schweif oder Ausströmungen. Bei dem großen September-Kometen 1882 konnte sogar auf der Cap-Sternwarte am 17. September der Eintritt desselben in die Sonnenscheibe beobachtet werden.

Die scheinbare Helligkeit eines Kometen hängt unter sonst gleichen Verhältnissen zugleich von seinem Abstande von der Sonne und von der Erde ab, indessen giebt die theoretische Berechnung derselben keine zuverlässigen Resultate, weil die Gestalt der Kometen sich bei Annäherung an die Sonne sehr erheblich ändert und sie außerdem in mehr oder minderm Maße eigenes

Licht ausstrahlen. Photometrische Beobachtungen von Kometen liegen nur vereinzelt vor. Diejenigen über den Kometen Pons-Brookes (1884 I), welche G. Müller in Potsdam anstellte, zeigten, daß in der Zeit vom 10. November 1883 bis 14. Januar 1884 von diesem Kometen im wesentlichen nur reflektiertes Sonnenlicht ausgesandt wurde, so daß die eigentümlichen Lichtausbrüche, die Ende September 1883 und am 1. Januar 1884 beobachtet wurden, nach Verlauf weniger Tage oder sogar Stunden schon wieder erloschen sein müssen, indem sie den regelmäßigen Gang der Lichtkurve nur äußerst wenig beeinflußten [1]).

Berberichs Untersuchung sämtlicher über die Helligkeit des Enckeschen Kometen von 1786 bis 1885 gemachten Angaben führte zu dem wahrscheinlichen Ergebnisse [2]), daß dessen Lichtstärke bei den einzelnen Erscheinungen etwas verschieden war und die hellere mit der Zeit der Sonnenfleckenmaxima, die schwächere mit jener der Fleckenminima zusammenfiel.

J. Holetschek fand [3]), daß, wenn man die in Größenklassen ausgedrückten Helligkeiten der Kometen auf eine und dieselbe (Perihel-) Distanz reduziert, diese reduzierte Größe gegen das Perihel hin meist immer bedeutender erhalten wird, als bei großen Distanzen. Dies zeigt sich besonders bei Kometen, die durch längere Zeiträume und bei sehr verschiedenen Entfernungen von der Sonne beobachtet sind, so daß eine Steigerung der Helligkeit in stärkerm als dem theoretisch zu erwartenden Verhältnis bei Annäherung des Kometen an die Sonne als Regel zu betrachten ist.

Äußere Gestalt der Kometen. Diese Gestirne charakterisieren sich für den Anblick mit unbewaffnetem Auge durch die Nebelhülle oder den Kopf und den schwächer leuchtenden, mehr oder minder langen Schweif, von den Chinesen „Besen" genannt. Der Name Komet, dem griechischen κομήτης nachgebildet, bedeutet Haarstern.

Der Schweif bildet bei den dem bloßen Auge sichtbaren Kometen scheinbar den Hauptteil, doch fehlt er bei den teleskopischen Kometen entweder ganz oder ist doch nur auf unbedeutende, oft kaum wahrnehmbare Spuren reduziert. Selbst die größten, durch ungeheure Schweiflänge charakterisierten Kometen entwickeln den Schweif nur in dem Maße, als sie sich der Sonne nähern; in größeren Entfernungen nehmen die Schweife ab, und schließlich ist nur die verwaschene Nebelhülle des Kopfes sichtbar. Denkt man sich von der Sonne nach dem Kometenkopfe eine gerade Linie gezogen und diese gehörig verlängert, so liegt der Schweif gewöhnlich in dieser Verlängerung.

Dies war schon den Chinesen bekannt, denn in Maduan-lins Werke heißt es mit Bezug auf den Kometen, der unter der Dynastie Thang im März 837 erschien: „Im allgemeinen ist bei einem Kometen, der östlich von der Sonne steht, der Schweif, vom Kerne an gerechnet, gegen Osten gerichtet, erscheint aber der Komet im Westen der Sonne, so dreht sich der Schweif nach Westen." Seneca sagt: „Die Kometenschweife fliehen vor den Sonnenstrahlen." Hieronymus Fracastor und 1540 Apian machten dieselbe Bemerkung. Genauere Unter-

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2579. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2836 u. 2837. — [3]) Denkschriften der Wien. Akad. Math.-physik. Kl. Bd. 63, S. 317 (1896).

suchungen über die Lage der Kometenschweife mit Bezug auf die Bahnebene hat Bessel angestellt. Er wies nach, daß bei dem Kometen von 1818 die Achse des Schweifes in der Ebene der Bahn lag. Für den ersten Kometen von 1840 und den großen Kometen des Jahres 1843 hat Winnecke dasselbe sehr wahrscheinlich gemacht, und bei dem dritten Kometen von 1853 fand er nur eine ganz geringe Abweichung der Schweifachse von der Ebene der Bahn.

Gegen das Ende hin breitet sich der Schweif meistens aus und erscheint bisweilen etwas in der Bahn zurückgekrümmt, gleich als wenn die Materie des Schweifes beim Vorwärtsgehen des Kometen Widerstand fände. Der Schweif des großen Kometen von 1769 soll auch in der Mitte eine Krümmung gezeigt haben. Gegen die Ränder hin sind die Kometenschweife gewöhnlich heller als in der Mitte, und dies hat darauf geführt, sie als hohle Kegel zu betrachten. Bei gewissen Kometen erscheint indes die Mittellinie des Schweifes heller als der Rand; dies fand z. B. bei dem großen Kometen von 1861 am 5. Juli statt. Bisweilen erscheinen die Kometenschweife auch durch hellere Linien wie gefurcht.

Dies sah u. A. Messier bei dem Kometen von 1769 am 4. September, und Herschel bei dem September-Kometen von 1811. Der letztgenannte große Beobachter fand auch, daß diese helleren Striche periodisch unsichtbar wurden, und hielt dies für einen Beweis der Rotation des Kometen. Nach den Angaben von Dunlop soll der Schweif des Dezember-Kometen vom Jahre 1825 aus fünf hellern Zweigen bestanden haben, die ihre Lage gegeneinander derart veränderten, daß man an eine Rotation von $19^h\ 37^m$ denken konnte. Der zweite Komet von 1862 zeigte in seinem Schweife mehrere sich kreuzende helle Linien, deren Gestalt nach den Beobachtungen von Julius Schmidt nicht immer dieselbe blieb, sondern in Perioden von etwa 3^d sich veränderte. Auch Winnecke fand bei diesem Kometen merkwürdige Veränderungen der Gestalt des Schweifes. Am 20. August sonderte sich die rechte Schweifseite in einer Entfernung von etwa 3^0 deutlich von dem Schweife als $^1/_4{}^0$ breites Band ab. Dieser Ast zeigte eine sehr auffallende Gestalt: anfangs verlief er in kontinuierlicher, sehr schwacher Krümmung, dann aber zeigte seine rechte Begrenzungslinie eine sonderbare Aufbauchung, eine Art Spitze. Am folgenden Abend war diese Spitze nicht mehr zu sehen.

Die Kometenschweife verlieren sich allmählich auf dem dunkeln Himmelsgrunde, und ihre scheinbare Ausdehnung hängt deshalb in hohem Grade von der Durchsichtigkeit der Luft und der Abwesenheit jeder störenden Beleuchtung ab. Einzelne Kometen zeigten Schweife von ungeheurer scheinbarer Länge, so die Kometen von 1618, 1680 und 1764, deren Schweife den halben Himmel überspannten. Der Komet von 1843 besaß einen Schweif von 60^0 Länge. Diese scheinbare Ausdehnung läßt indes keinen unmittelbaren Schluß auf die wirkliche Schweiflänge zu, weil hierbei die Lage und Entfernung des Kometen von der Erde mit in Rechnung gezogen werden muß. So betrug z. B. die wahre Länge des Schweifes beim Kometen von 1680 20 Millionen Meilen, der scheinbar noch größere Schweif des Kometen von 1769 hatte dagegen am 11. September nur eine Länge von 8 Millionen Meilen. Die Schweiflänge des Kometen von 1664 betrug am 18. Dezember jenes Jahres 14 Millionen Meilen, am 26. Dezember dagegen 24 Millionen Meilen. Mit diesen ungeheuren Ausdehnungen korrespondiert die Feinheit der Schweifmaterie. Es ist unzweifelhaft, daß wir bei einzelnen Kometen Schichten dieser Materie von 20 000 und mehr Meilen Dicke erblicken, trotzdem schimmert das Licht der kleinsten

Sterne ohne bedeutende Schwächung hindurch. Bei dem großen Kometen von 1861 sah ich in der Nacht des 5. zum 6. Juli, wie einige Sterne fünfter Größe, welche im Schweife des Kometen standen, völlig ohne Abnahme des Lichts leuchteten, aber von Zeit zu Zeit ziemlich stark funkelten, während die umstehenden, außerhalb des Schweifes befindlichen Sterne, kein Flimmern erkennen ließen. Bessel und Struve haben sich durch genaue Messungen überzeugt, daß Sterne, welche durch einen Kometenschweif leuchteten, keine Ablenkung von ihrem Orte am Himmelsgewölbe zeigten; die Materie der Kometenschweife lenkt also den hindurchgehenden Lichtstrahl nicht ab, wie dies bei den Gasen der Fall ist.

Aus den Untersuchungen von J. Holetschek ergiebt sich im allgemeinen, daß Kometen, deren Helligkeit im Perihel 6. Größe oder darunter ist, nur einen kurzen, lichtschwachen oder für das bloße Auge nicht sichtbaren Schweif entwickeln. Kometen, deren Helligkeit im Perihel 4. Größe oder bedeutender ist, entwickeln, wenn man von großen Periheldistanzen absieht, einen dem bloßen Auge auffallenden Schweif, welcher desto größer (kleiner) ist, je kleiner (größer) die Periheldistanz ist.

Olbers schloß aus dem Mangel der Lichtbrechung durch die Kometenschweife, „daß die Schweifmaterie aus lauter diskreten Teilchen bestehe, daß diese Partikelchen, nach Grens Ausdrucke, mit dem Äther, oder was sonst den Himmelsraum ausfüllen mag, bloß gemengt, nicht gemischt sind". Es scheine sich, fährt der berühmte Astronom fort, mit der Schweifmaterie gerade so zu verhalten, wie mit vielen unserer Nebel. „Auch diese bestehen aus einer ungeheuren Menge bloß mit der Luft gemengter, unendlich kleiner Wasserteilchen. Der Nebel schwächt das durch ihn fallende Licht, wirft es hinreichend stark zurück, um uns als glänzende Wolke sichtbar zu sein, und hat doch gar keine von der Luft verschiedene, strahlenbrechende Kraft" [1]).

Zu den merkwürdigsten Erscheinungen, welche gewisse Kometen zeigen, gehören die mehrfachen Schweife. Das früheste Beispiel dieser Art wurde von den Chinesen beobachtet. In ihren Annalen heißt es: „Am Tage Jt-schen, d. h. am 10. April 837 nach unserer Zeitrechnung, war der Komet 50° lang. Sein Ende teilte sich in zwei Arme. Der eine davon war nach der Station Ti (im Sternbilde der Wage) gerichtet, der andere besetzte die Station Tang (im Sternbilde des Skorpions). Am Tage Ping-yn (den 11. April) war der Komet 60° lang und zeigte keine Gabelung mehr."

Nach Cornelius Gemma soll ein im Jahre 1577 sichtbar gewesener Komet am 28. November einen zweiten Schweif gezeigt haben, der bedeutend mehr zurückgekrümmt war, als der Hauptschweif. Die merkwürdigste bis jetzt beobachtete Schweifbildung zeigte der Komet von 1744. Am 7. und 8. März jenes Jahres erschien er mit sechs Schweifen, von denen jeder 4° breit und zwischen 30 und 44° lang war. Die Ränder dieser Schweife waren ziemlich hell und scharf, und in den Zwischenräumen erschien der Himmel völlig dunkel.

Beim Kometen von 1807 erblickte man neben dem Hauptschweif einen lichtschwachen, schmalen Nebelschweif, der jenen an Länge übertraf.

Der große Komet des Jahres 1811 zeigte nach Olbers am 9. Oktober Spuren eines zeitweisen Schweifes.

---

[1]) Zach, Monatl. Corresp., Bd. 25, S. 16.

Der Komet von 1823 hatte zwei Schweife, die einen Winkel von 160° miteinander bildeten. Der Nebenschweif war nach der Sonne hin gewandt. Er verschwand anfangs Februar.

Der Komet von 1843 zeigte am 11. März zwei Schweife, von denen der Hauptschweif heller als der Nebenschweif, aber nur halb so lang war als dieser.

Der große Donatische Komet des Jahres 1858 besaß ebenfalls zwei Schweife, von denen der Nebenschweif sehr schmal und ganz gerade erschien.

Auch bei dem großen Kometen von 1861 hat man einen sehr lichtschwachen Nebenschweif erkannt.

J. Schmidt sah bei dem vierten Kometen von 1864 einen sekundären Schweif, der mit dem Hauptschweif einen Winkel von 115° machte.

Der Komet 1886 IX zeigte Ende November außer dem normalen 5° langen Schweife noch einen Nebenschweif, der anfangs Dezember neben dem ersten ziemlich hell erschien. Spuren eines dritten Schweifes glaubte Barnard am 23. November zu erkennen, Backhouse sah denselben am 25. Dezember.

Der Komet 1895 IV zeigte Ende November neben dem Hauptschweife einen kürzern, aber hellern Nebenschweif, welcher mit ersterm einen Winkel von 30° bildete.

Es ist von Wichtigkeit, die scheinbare Lage und Ausdehnung der Kometenschweife während der Dauer ihrer Sichtbarkeit zu bestimmen. Derartige Beobachtungen werden ohne Fernrohr angestellt, doch muß man sorgfältig darauf achten, sich vor jeder störenden Beleuchtung zu schützen. Man bezeichnet auf der Himmelskarte die Position des Kometenkopfes mit Bezug auf die Sterne und untersucht dann, zwischen welchen Fixsternen hindurch die Grenzlinien des Schweifes gehen. Dieselben werden unmittelbar in die Karte eingetragen und diese mit der genauen Angabe der Beobachtungszeit (Tag und Stunde) versehen. Prof. Heis pflegte Beobachtungen dieser Art stets im freien Felde, entfernt von der nächtlichen Beleuchtung der Stadt, anzustellen, und observierte, behufs Abhaltung des seitlichen Lichtes, durch eine hohle, innen geschwärzte Röhre, deren Durchmesser das Sehen mit beiden Augen gestattete. W. Herschel pflegte eine eigentümlich konstruierte Mütze überzuziehen, wenn er sehr schwache Lichtspuren wahrnehmen wollte. Eine genauere Darstellung der Gestalt und Lage der Kometenschweife ist aber erst durch die Photographie ermöglicht worden. Die ersten Versuche machte schon de la Rue am Donatischen Kometen 1858 mit Hülfe eines 10füßigen Spiegelteleskops, aber sie blieben erfolglos, während der Photograph Usherwood mit einer gewöhnlichen Porträtlinse bei kurzer Exponierung ein brauchbares Bild erzielte[1]). Teilweise erfolgreich waren die Versuche von Draper, Common und Janssen am großen Kometen 1881; aber erst der große Komet von 1882 lieferte in der Aufnahme, die auf D. Gills Veranlassung ein Berufsphotograph mit einer gewöhnlichen Porträtlinse und Trockenplatten machte, ein völlig zufriedenstellendes Bild[2]). Seitdem sind viele Kometen photographiert worden und zwar ausschließlich mit den sich hierfür vortrefflich eignenden Porträtlinsen, wobei sich häufig noch Spuren von Schweifen

[1]) Monthly Not. Royal. Astr. Soc., Vol. 19, p. 138. — [2]) Ibid., Vol. 43, p. 53.

zeigten, die dem bloßen Auge nicht wahrnehmbar waren. Auch sind bereits mehrere Kometen photographisch zuerst entdeckt worden. Bei der Sonnenfinsternis am 16. Mai 1882 wurde auf den Photographieen, welche die britische Expedition in Ägypten aufnahm, ein Komet in der Nähe der Sonne erhalten [1]) und sogar eine geringe Ortsänderung desselben konstatiert. Auf einer am 12. Oktober 1892 exponierten Platte der Umgebung von α Aquilae fand Barnard die Spur eines Kometen, der in der folgenden Nacht am 12-Zoller der Lick-Sternwarte beobachtet werden konnte.

In ähnlicher Weise ist der Komet 1898 VII von E. F. Coddington entdeckt worden, als dieser am 11. Juni die Umgebung von α Scorpii photographisch aufnahm und diese Entdeckung konnte noch an dem nämlichen Abend am 12-Zoller der Lick-Sternwarte verifiziert werden. Den Kometen 1898 VIII entdeckte F. L. Chase auf photographischen Platten, die am 14. November am Yale-College-Observatorium zu Newhaven behufs Aufnahme von Meteoren des Leonidenschwarms exponiert worden waren. Später fand sich dieser Komet auch auf Platten vom gleichen Abend, die an der Harvard-Sternwarte und am Goodsell-Observatorium zu Northfield exponiert waren. Ebenso lieferte die photographische Aufnahme der Sonnenfinsternis vom 16. April 1893 den Nachweis, daß während dieser Finsternis ein Komet in der Sonnenkorona sichtbar war. Schaeberle, der denselben auf den in Chile erhaltenen Photographieen fand, hat auch die in Brasilien und Afrika aufgenommenen Bilder untersucht und den Kometen wieder erkannt. Derselbe bewegte sich anscheinend in der Richtung eines hellen Koronastrahles und seine Helligkeit nahm rasch ab, denn auf den spätesten Photographieen ist er am schwächsten. Daraus geht hervor, daß dieser Komet nicht bloß scheinbar, sondern in Wirklichkeit der Sonne sehr nahe stand [2]).

Die Photographieen des Kometen Swift 1892 I, welche im März zu Sydney und im April auf Mt. Hamilton erhalten worden sind, zeigen, was dem Auge nicht erkennbar gewesen ist, daß der Schweif sich in eine Anzahl Strahlen (bis zu 8) ausbreitete, welche teilweise im Zusammenhange mit den Ausstrahlungen des Kerns nach der Sonnenseite hin zu stehen scheinen. Besonders wichtig sind die Aufnahmen Barnards vom 4., 6. und 7. April auch insofern, als sie ein deutliches Bild von den enormen Veränderungen geben, welche innerhalb weniger Tage in dem Schweife des Kometen vorgegangen sein müssen. Eine ganz eigenartige Erscheinung zeigt die Aufnahme vom 7. April; auf derselben ist nämlich im Schweife des Kometen, 2^0 vom Kopfe entfernt, eine deutliche Anschwellung sichtbar, welche das Bild eines zweiten Kometen darstellt, aus dessen Kopfe ein neues System von Strahlen auszugehen scheint [3]).

Vom Kometen Brooks 1893 IV wurden in der Zeit vom 18. Oktober bis 19. November von Barnard auf der Lick-Sternwarte mit einer 6zölligen Porträtlinse von 31 Zoll Brennweite zahlreiche Photographieen erhalten [4]).

---

[1]) Proceed. Royal. Society, Vol. 35, Nr. 225, p. 151. — [2]) Publ. Astr. Soc. of Pacific, Vol. 6, p. 237. — [3]) Astr. Journ., Vol. 12, p. 127. — [4]) Astron. and Astrophysics. Vol. 12, p. 937; Vol. 13, p. 789.

Dieselben zeigen zwischen dem 21. und 22. Oktober sehr merkwürdige Strukturen, gewissermaßen als wenn große Mengen der Kometenmaterie wie Rauchwolken in den Raum ausströmten. Auf einer Aufnahme vom 2. November (Fig. 70) sieht man den Schweif unregelmäßig ausströmend, als treffe er auf Widerstand und biege nahe dem Ende in fast rechtem Winkel um. Die Aufnahme am 11. November (Fig. 71) zeigt den Schweif fast gerade und vom ersten Drittel ab deutlich geteilt. Mehrfach zeigen sich auch in der Nähe des Endes vom Schweife isolierte Massen nebeliger Materie und dieselben erhielten sich bis Ende November. Mit bloßem Auge am Fernrohre war von allem diesem nichts zu sehen. Die photographische Aufnahme des Kometen 1898 X, die am 10. November auf der Lick-Sternwarte erhalten wurde, zeigt deutlich eine Trennung des innern Kometenkopfes in zwei Massen, die von der nahezu kreisförmigen Nebelhülle umschlossen wurden, aber selbst am 36-Zoller nicht mit Sicherheit verifiziert werden konnte [1]). Eine Aufnahme vom 11. November läßt von der Trennung nichts erkennen.

Fig. 70.

Nach der Photographie von Barnard.

Fig. 71.

Nach der Photographie von Barnard.

Das Wesen der Kometenschweife ist noch sehr dunkel, doch kann man immerhin als gewiß annehmen, daß sie aus Teilchen bestehen, welche sich aus dem Kopf oder Kern entwickeln. Olbers schloß [2]) 1811 aus der Form des Schweifes, welche der damalige Komet zeigte, daß die aus dem Kern entwickelten Dämpfe von der Sonne abgestoßen würden. In einem Briefe an Gauß entwickelt er diesen Gedanken näher [3]). Daß nicht alle Kometen dieselbe Erscheinung zeigen, rührt nach seiner Meinung daher, daß nur selten die abstoßende Kraft

[1]) Astrophys. Journ., Vol. 8, p. 287. — [2]) Zach, Monatl. Corresp., Bd. 25, S. 16. — [3]) W. Olbers Leben u. Werke, Bd. 2. Briefwechsel mit Gauß, Abt. 1, Berlin 1900, S. 479, 481, 483.

des Kometen gegen die der Sonne groß genug ist, die Schweifmaterie noch außerhalb der eigentlichen Atmosphäre des Kometen zu treiben. Dazu komme, daß von vielen Kometen, besonders solchen die der Sonne näher kommen, sich verschiedenartige Stoffe entwickeln, die auf eine specifisch verschiedene Art von der Sonne und den Kometen abgestoßen werden. Gauß gab zu, daß die eigentümliche Gestalt der Umgebung des Kometen (von 1811) schwerlich bloß durch Attraktivkräfte erklärbar sei, und hebt dabei hervor, daß, wenn die Masse aller Teile die von der Sonne abgestoßen werden, zu denen, welche angezogen werden, ein beträchtliches Verhältnis habe, die Konstante k einen andern Wert haben müsse als bei den Planeten. Olbers bemerkt weiterhin, daß er bei der angenommenen Repulsivkraft an etwas unseren elektrischen Abstoßungen und Anziehungen Analoges denken möchte. Die Geschwindigkeit, mit der sich die Materie, welche den Schweif bildet, von der Sonne entfernt, fand er sehr groß. Nach seinen Beobachtungen und Rechnungen mußten die Stoffe, die sich aus den Kometen entwickeln, in 11^d den 12 bis 13 Millionen Meilen langen Schweif durchlaufen und sich schließlich in den Weltraum verflüchtigen. Bessel kam durch seine Untersuchungen des Halleyschen Kometen 1835 ebenfalls zu dem Ergebnisse, daß das Vorhandensein langgestreckter, nicht sehr gekrümmter und von der Sonne meist abgewandter Schweife die Folge einer abstoßenden Kraft der Sonne sei und deren Vorhandensein als notwendig erweise. Das Wesen dieser Kraft ließ Bessel unbestimmt, Zöllner erklärte später dieselbe als identisch mit der Elektricität[1]). Bredichin, der sich am eingehendsten mit der Frage beschäftigt hat, steht auf einem ähnlichen Standpunkte und hat gezeigt, daß im wesentlichen drei Typen von Kometen vorkommen; bei dem einen ist die abstoßende Kraft der Sonne 11 mal, beim zweiten 1,3 mal und beim dritten 0,2 mal so groß als die normale Anziehungskraft derselben[2]). Die Schweife des ersten Typus sind lang und schmal, die des zweiten breiter und gekrümmt, die des dritten breit und kurz. Nach Bredichins Hypothese bestehen die Schweife des ersten Typus vorzugsweise aus Wasserstoff, des zweiten aus Kohlenwasserstoff und des dritten aus Eisenmolekülen. Die anormalen, der Sonne zugekehrten Schweife, können betrachtet werden als bestehend aus Partikelchen, welche nicht in Moleküle zerteilt sind, und in denen die elektrische Abstoßung der Sonne unmerklich ist im Verhältnis zur ponderablen Masse jedes Teilchens. Die Anfangsgeschwindigkeiten der Ausströmungen berechnete Bredichin für die drei Schweiftypen zu 4500, 900 und 300 m in der Sekunde.

Die Nebelhülle oder Coma bildet den charakteristischen Teil des Kometen, denn sie fehlt niemals. Bei Beobachtung mit bloßem Auge oder einem schwach vergrößernden Fernrohre zeigt sie im allgemeinen eine parabolische Gestalt und umschließt einen heller leuchtenden Punkt, welchen man den Kern nennt. Schon Hevel war darauf aufmerksam geworden, daß die Kometenköpfe mit wachsender Entfernung von der Sonne an Größe zunehmen,

---

[1]) Abh. d. Königl. Sächs. Ges. der Wiss., Mathem. Kl., 1871, S. 174 ff.; Über die Natur des Kometen, Leipzig. — [2]) Astr. Nachr. Nr. 2258, 2265.

sich gewissermaßen ausdehnen, und Valz hat später beim Enckeschen Kometen dieselbe Wahrnehmung gemacht.

Jul. Schmidt hat sämtliche Messungen dieses Kometen zusammengestellt und nach den Entfernungen von der Sonne, in welchen sich das Gestirn zur Zeit der Messung befand, geordnet. Aus den so erhaltenen Zahlen ergiebt sich die Abnahme des Durchmessers bei Annäherung an die Sonne mit größter Bestimmtheit. Werden die Messungen in fünf Gruppen zusammengefaßt und nach Abständen von der Sonne geordnet, so findet sich:

Abstand von der Sonne in Erdbahnhalbmessern	Durchmesser des Kometen
1,714	25 000 Meilen
1,084	23 000 „
0,916	16 000 „
0,689	12 000 „
0,535	9 000 „

Für den Halleyschen Kometen läßt sich eine Veränderlichkeit seiner Größe (oder Helligkeit und Schweiflänge) nach den Untersuchungen von J. Holetschek nicht nachweisen [1]).

Neben der periodischen Vergrößerung und Verkleinerung finden in den meisten Kometenköpfen Vorgänge statt, die zum Teil auch schon an mäßigen Ferngläsern gesehen werden können. Es sind dies die schichtenartigen Absonderungen und die leuchtenden Ausströmungen. Hooke hat 1682 diese Ausströmungen schon gesehen und beschrieben, allein erst Bessels Untersuchungen des Halleyschen Kometen 1835 verbreiteten Licht über diese Erscheinung. Am 2. Oktober jenes Jahres sah er eine Ausströmung von Lichtmaterie aus dem Kern, welche beiläufig der Sonne zugekehrt war und bis 12″ oder 13″ Entfernung von dem Mittelpunkte, noch auf dem nebeligen Grunde, auf dem sie lag, unterschieden werden konnte. Durch schlechte Witterung verhindert, sah Bessel die Ausströmung erst am 8. Oktober wieder, sie war stärker geworden und hatte ihre Richtung geändert. Vier Tage später stand der Komet in seiner Erdnähe, die Ausströmung war wiederum größer und lebhafter. „Der Kern des Kometen und seine Ausströmung gewährte das Ansehen einer brennenden Rakete, deren Schweif durch Zugwind seitwärts abgelenkt wird.“ Bessel beobachtete den Kometen von Sonnenuntergang bis gegen 3 Uhr morgens und fand, daß die Richtung der Ausströmung sich beträchtlich veränderte. Der Kern des Kometen erschien bei 290facher Vergrößerung nicht mehr als fester Körper. Am 13. Oktober zeigte sich statt einer begrenzten Ausströmung eine unbegrenzte Masse von Lichtmaterie links vom Mittelpunkte. Einen Tag später hatte sich die Ausströmung wieder hergestellt, und war lebhafter und stärker geworden als je, noch in 45″ Entfernung vom Mittelpunkte war sie zu unterscheiden, während der Glanz des Kerns sehr abgenommen hatte und dieser schon bei 90facher Vergrößerung das Aussehen eines festen Körpers verlor. Am 15. Oktober war die Ausströmung schlecht begrenzt, am 22. aber wieder sehr lebhaft, am 25. schätzte Bessel noch ihre Lage, dann aber verhinderte schlechtes Wetter und

[1]) Denkschr. d. Wien. Akad. 1896, II. Kl., Bd. 63, S. 317.

der niedrige Stand des Kometen alle weiteren Beobachtungen. Auch von anderen Beobachtern sind leuchtende Ausströmungen am Halleyschen Kometen im Oktober 1835 wahrgenommen worden, so von Schwabe, Amici und Arago, doch hat niemand den Gegenstand streng wissenschaftlich verfolgt wie Bessel. Aus seinen Messungen geht hervor, daß der ausströmende Lichtkegel sich von der Richtung nach der Sonne sowohl rechts als links beträchtlich entfernte, aber immer wieder zu dieser Richtung zurückkehrte, um auf die andere Seite derselben überzugehen. Bessel zeigt, daß seine Beobachtungen sich am besten mit der Annahme vereinigen lassen, daß die Ausströmung in der Bahnebene des Kometen pendulierende Schwingungen machte, deren Periode etwa $2^d\ 7^h$ betrug und deren Ausdehnung einen Winkel von 60^0 umfaßte[1]). Der Donatische Komet 1858 hat ebenfalls die Bildung von Lichtausströmungen und die Ablagerungen heller Nebelschichten gezeigt. In Pulkowa sahen Struve und Winnecke[2]), daß der Kern, sehr nahe mit dem Beginn der stärker hervortretenden Ausströmungen und der eigentümlichen Lichtanhäufungen im Schweife, eine plötzlich eintretende Verringerung seines Durchmessers zeigte. Der Schweif lag nicht ganz genau in der Bahnebene, sondern machte mit derselben einen Winkel von $4^0\,13'$. Sein Querschnitt war in der Nähe des Kopfes kreisförmig, für entfernter liegende Punkte aber, nach Papes Beobachtungen, abgeplattet, und breiter in der Bahnebene als senkrecht darauf[3]). Am 16. September bemerkte Winnecke zuerst, daß der Kopf des Kometen von einer zarten bläulichen Nebelmasse umhüllt war, die keine scharfe Begrenzung zeigte. Dagegen erwähnt er nicht die merkwürdigen konzentrischen Dunsthüllen, welche nach den Beobachtungen von Bond[4]) sich aus dem Kometenkopfe ablösten. Diese leuchtenden Bögen entfernten sich mit abnehmender Geschwindigkeit vom Kern. „Es gab", bemerkte Jul. Schmidt, „für diesen Kometen eine sehr bestimmte Grenze, über welche hinaus (in der Richtung zur Sonne) scharf begrenzte Bögen nicht mehr gesehen wurden, und schon bei 3000 Meilen Abstand vom Kern war der anscheinend von der Sonne bewirkte Widerstand so bedeutend, daß bereits vor dieser Grenze die Umrisse erloschen, deren Helle und Schärfe bei zunehmender Entfernung vom Kerne ähnlich sich schwächten, wie am Kometen von 1861." Die Anfangsgeschwindigkeiten, mit welchen diese Bögen oder Kugelschalen sich erhoben, giebt Schmidt zu 1600 bis 2000 m an und kommt zu dem fernern Resultate, daß das Aufsteigen neuer Bögen in Zwischenzeiten von 4 bis 6^h erfolgte.

Der helle Augustkomet des Jahres 1862 ist ebenfalls von Jul. Schmidt unter dem heitern Himmel Griechenlands beobachtet worden[5]). Bei diesem Kometen fand sich zunächst die merkwürdige Thatsache, daß die Helligkeit des Kerns regelmäßigen Schwankungen unterworfen war, deren Dauer $2{,}7^d$ betrug. Mit dem größten Glanze fiel der schmalste leuchtende Strömungsfächer zusammen, während die größte Ausströmung bei der geringsten Helligkeit des

[1]) Astr. Nachr. Nr. 300 bis 302; Schumachers Astr. Jahrb. 1837, S. 149. — [2]) Mém. Ac. sc. Pétersbourg, 7. Serie, Tom. 2, Nr. 1. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 1172 bis 1174. — [4]) Account of the Great Comet of 1858; Ann. Harvard Coll. Observatory, Vol. 3, 1862. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 1395.

Kerns sich zeigte. Die Ausströmungen zeigten pendulierende Schwingungen, deren Größe innerhalb einer 2,7tägigen Periode bis zum Tage des Perihels zunahm, wo sie einen Bogen von 82° umfaßten. Die Geschwindigkeit, mit welcher in dem Fächer die Lichtmaterie des Kerns gegen die Sonne ausströmte, betrug nach einer Beobachtung von Schmidt nahe 480 m in der Sekunde. — Winnecke hat diesen Kometen ebenfalls aufmerksam und andauernd beobachtet. Auch er sah die Veränderungen der Ausströmungsrichtung und fand, daß sie unter zum Teil sehr bedeutenden Winkeln mit der Bahnebene vor sich gingen. Als weiteres Resultat ergab sich die Andeutung, daß die Reaktion der ausströmenden Massen dem Kerne eine Drehung erteilte, die aufhörte oder eine andere Richtung annahm, sobald eine neue Ausströmung in anderer Richtung die Wirkung der frühern überwand. Die Beobachtungen Winneckes an dem hellen Kometen von 1862 sind überhaupt in mehrfacher Hinsicht von großem Interesse. Es wurde dazu der 14zöllige Refraktor der Sternwarte zu Pulkowa benutzt und es ist bemerkenswert, daß der Komet selbst die stärksten Vergrößerungen dieses Instruments sehr gut ertrug. Der Kern des Kometen muß außerordentlich klein (kaum 7 Meilen im Durchmesser) gewesen sein. Bei 700facher Vergrößerung erschien er am 8. August als unmeßbar kleines Lichtpünktchen, dessen Helligkeit nicht größer war als die eines Sterns zehnter Größe. Am 12. August erschien an 1458facher Vergrößerung an der äußersten Spitze eines hellen Strahles ein fixsternähnlicher Punkt. Auch die verschiedenen Ausströmungen wurden an sehr starken Vergrößerungen beobachtet und erschienen dabei außerordentlich klar. „Die Kleinheit des Kerndurchmessers", bemerkt Winnecke, „verglichen mit der bedeutenden Intensität und Größe der Ausströmungen und der Wahrscheinlichkeit, daß die rotierende Bewegung des Kerns durch Reaktion der ausströmenden Massen veranlaßt sei, giebt zu der Annahme Anlaß, daß die Bewegung des Kometen in der Bahn durch die Ausströmungen ebenfalls beeinflußt ist[1])." Winnecke hat für eine Anzahl von Tagen Zeichnungen des Kometenkopfes ausgeführt. In Fig. 72 und 73 (a. f. S.) sind zwei derselben möglichst getreu wiedergegeben.

Aus den Beobachtungen läßt sich bezüglich der in den Kometenköpfen stattfindenden Vorgänge allgemein folgendes ableiten: Von dem der Sonne zugewendeten Teile des Kerns erheben sich mit großer Geschwindigkeit leuchtende Massen oder Ströme in Richtungen, welche pendulierend hin- und herschwanken. In der Höhe dehnt sich die leuchtende Materie rasch aus und bildet eine Art Fächer oder Schirm, dessen Ränder sich nach rückwärts umbiegen und die Materie nach dem Schweife hinströmen lassen.

Der Kern. Von ihm gehen die Strömungen aus. Er erscheint meist verwaschen, und der ältere Herschel bemerkt, daß er während seiner astronomischen Thätigkeit nur zwei Kometen mit scharfen, dem Aussehen der Planeten ähnlichen Kernen gesehen habe. Es waren dies der Komet von 1807 und der große Komet von 1811. Die bedeutenden, 100 Meilen übersteigenden Durchmesser, welche Herschel diesen Kometenkernen beilegt, machen es übrigens wahrscheinlich, daß er nur den innersten Teil der Kometen-

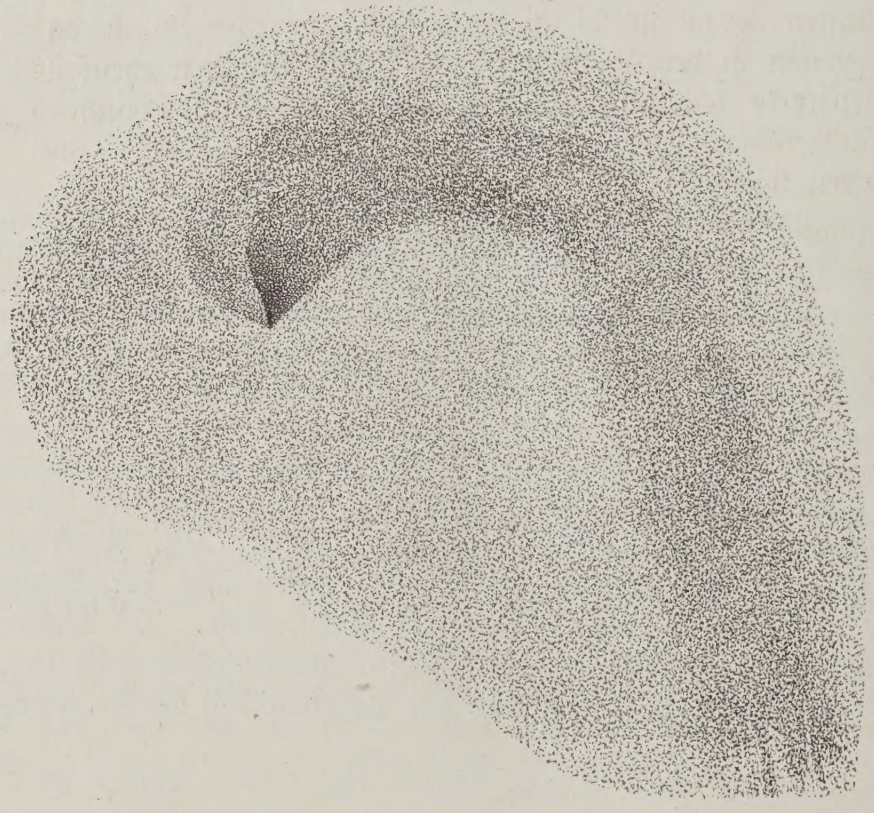
[1]) Mémoires de l'Acad. des sciences de St. Pétersbourg, 7. Serie, Tom. 7, Nr. 7.

hülle, in welcher der eigentliche Kern ruht, sah. Um diesen letztern zu sehen, dessen Durchmesser wahrscheinlich nie einige Meilen übertrifft, gehören, wie die oben erwähnten Beobachtungen Winneckes zeigen, weit kraftvollere und schärfere Teleskope, als Herschel zu Gebote standen. Hiernach ist es klar, daß die Frage, ob die Kometenkerne durchsichtig sind oder nicht, in Strenge kaum gelöst werden kann. Es wäre ein außerordentlicher Zufall, wenn ein Kometenkern genau einen Fixstern bedeckte. Miß Mitchel will indes 1847 eine solche centrale Bedeckung beobachtet haben. Der Stern (fünfter Größe) veränderte dabei seine Helligkeit nicht im geringsten.

Fig. 72.

Bessel hielt es für wahrscheinlich, daß der Kern der Kometen kein eigentlich fester Körper in der Art wie die Erde, der Mond und die Planeten sei; er müsse vielmehr leicht in den Zustand der Verflüchtigung übergehen können, auch zeige der fast unbegreiflich große Raum, welcher durch die Schweife vieler Kometen ausgefüllt werde, verbunden mit der wahrscheinlich äußersten Kleinheit ihrer Massen, daß die Materie der Kometen die Eigenschaft erlange, sich unbegrenzt auszudehnen. „Ich sehe", sagt Bessel, „keine Schwierigkeit der Annahme, daß die Kometen aus Teilen bestehen, welchen nur noch wenig an der Wärme oder einer andern repulsiven Eigenschaft fehlt, welche sie besitzen müssen, um flüchtig zu werden. Daß die Verflüchtigung sich an dem der Sonne gerade zugewandten Teile der Oberfläche am frühesten zeigt, auch daß sie sich durch größere Annäherung an die Sonne und durch längere Dauer ihrer Wirkung vermehrt und über einen immer größer werdenden Teil der Oberfläche erstreckt, ist

Fig. 73.



nach dieser Ansicht zu erwarten, sowie auch mit den Beobachtungen übereinstimmend."

Spektroskopische Untersuchung. Die Spektralanalyse hat auf so vielen Gebieten des Forschens rasche und sichere Aufschlüsse verschafft, daß man mit Recht von ihr wesentliche Bereicherungen unserer Kenntnisse der physischen Zustände der Kometen erwarten durfte. Solche Erwartungen sind indes bis jetzt keineswegs in diesem Maße in Erfüllung gegangen. Der Erste, welcher ein Kometenspektrum untersuchte, war Donati. Er fand dasselbe bei dem ersten Kometen von 1864, bestehend aus drei hellen Streifen [1]). Später untersuchten Huggins [2]) und Secchi [3]) den Tempelschen Kometen I von 1866. Sie beobachteten ein schwaches kontinuierliches Spektrum, in welchem Huggins eine und Secchi außerdem noch zwei helle Linien sah. Auch der Komet II 1867, den wiederum Huggins beobachtete, zeigte ein kontinuierliches Spektrum und helle Linien. Der Brorsensche Komet I 1868 wurde von den eben genannten beiden Beobachtern ebenfalls untersucht. Sie fanden sein Spektrum bestehend aus drei Lichtzonen, von denen die mittlere im Grün am hellsten war und Huggins erklärte es für übereinstimmend mit demjenigen des Donatischen Kometen [4]). Weniger hell war die Linie im Gelbgrün, und die dritte gegen den violetten Teil des Spektrums hin. Daneben war noch ein sehr schwaches kontinuierliches Spektrum sichtbar. Auch der Komet II von 1868, den Winnecke entdeckte, zeigte ein aus drei hellen Zonen bestehendes Spektrum. Als Secchi die Ergebnisse seiner Messungen mit den Angströmschen Spektren verglich, zeigte sich das Spektrum des Kohlenstoffs so nahe mit den drei Banden zusammenfallend, daß der römische Astronom die Ansicht aussprach, diese Substanz glühe in dem Kometen. Huggins erkannte gleichfalls die nahe Übereinstimmung des Kometenspektrums mit dem des aus dem ölbildenden Gase unter dem Einfluß des elektrischen Funkens sich ausscheidenden Kohlenstoffs [5]). Das Spektrum des Kometen I 1870 ist von Wolf und Rayet als aus drei hellen Streifen bestehend erkannt worden. Da diese Beobachter aber keine Messungen der Lagen jener Banden mitteilen, so läßt sich nichts Genaueres schließen. Dagegen zeigte das Spektrum des Kometen I 1871 nach den Untersuchungen von Huggins und Vogel eine sehr nahe oder völlige Übereinstimmung mit dem des Brorsenschen Kometen. Auch der 1871 sichtbare Enckesche Komet besaß ein Spektrum, das aus drei hellen Streifen bestand, deren Lage nach den Messungen von Young und Vogel jedoch nicht genau mit den entsprechenden Banden des Kohlenwasserstoffs zusammenfiel. Das Gleiche gilt, nach den Untersuchungen Vogels, von dem Kometen IV 1871 [6]). Auch der Komet III 1873 zeigte ein Spektrum, das aus drei lichten Banden im Gelb, Grün und Blau bestand, deren genaue Lagen Vogel wegen schlechter Witterung jedoch nicht bestimmen konnte. Günstiger gestalteten sich die Verhältnisse für den Kometen V 1873. Sein Spektrum bestand nach Vogel aus drei helleren Streifen, die nach dem Rot hin scharf begrenzt erschienen. Der Vergleich mit

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1488. — [2]) Proc. Roy. Ac., Vol. 15, p. 5. — [3]) Mem. Soc. Ital. delle science, Ser. 3, Vol. 1, 1867. — [4]) Proc. Roy. Soc. London, Vol. 15, p. 381. — [5]) Phil. Transact. 1868, p. 556. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 1908.

dem Spektrum des Kohlenstoffs ergab eine bemerkenswerte Übereinstimmung beider. Der Komet III 1877 ist von verschiedenen Beobachtern spektroskopisch untersucht worden. d'Arrest in Kopenhagen fand bei ihm zunächst ein kontinuierliches Kernspektrum mit einigen dunkeln Absorptionsstreifen, doch war es kürzer und lichtschwächer als das eines Fixsterns derselben Helligkeit. Daneben zeigten sich wiederum die drei hellen Banden. Die mittelste im Grün war die hellste, jene im Blau die schwächste. Als Secchi den Kometen untersuchte, fand er, daß die beiden hellen Hauptstreifen mit dem Spektrum des Kohlenstoffs korrespondierten. Auch Rayet und Wolf fanden bei diesem ein kontinuierliches Spektrum, was man als dasjenige des Kerns betrachten kann, und darüber drei glänzende Streifen, die das Spektrum der gasförmigen Nebelhülle darstellen. Der mittlere Streifen war wiederum der hellste. Als die Beobachter das Spektroskop auf die hellsten Teile des Schweifes richteten, erblickten sie nur die drei hellen Linien ohne das kontinuierliche Spektrum.

Komet II 1881 wurde von Huggins spektralphotographisch aufgenommen [1]). Die Photographie zeigte einige helle Linien im ultravioletten Teile jenseits *H*, die dem Kohlenwasserstoff angehören, außerdem ein kontinuierliches Spektrum mit Fraunhoferschen Linien. Die hellen Linien stammen offenbar von demjenigen Lichte, welches im sichtbaren Teile des Spektrums die drei Banden erzeugt. Konkoly sah im Spektrum fünf dem Kohlenwasserstoff angehörige Linien, deren Wellenlänge näherungsweise 5586, 5438, 5161, 4728 und 4681 waren, ebenso sah er das kontinuierliche Spektrum mit einigen Fraunhoferschen Linien.

Der Komet Wells 1882 I zeigte anfangs die drei hellen Banden des gewöhnlichen Kometenspektrums, doch verschwanden dieselben vom 22. bis 31. Mai. Am 31. Mai sahen dagegen Vogel in Potsdam und Christie in Greenwich auf dem kontinuierlichen Hintergrunde des Spektrums die helle, gelbe Natriumdoppellinie und zwar nicht nur im Spektrum des Kerns, sondern auch in demjenigen anderer Teile des Kometen. Als Vogel am 6. Juni den Spalt des Spektroskops weiter öffnete, sah er, wie bei den Beobachtungen der Protuberanzen, die volle Form des Kometen im gelben Lichte der Wellenlänge *D* [2]). Die Intensität der hellen Linie hatte zugenommen und ihre Lage schien etwas gegen Rot verschoben. Huggins photographierte das Spektrum am 31. Mai; es erschien lebhaft und kontinuierlich von *F* bis etwas über *H*, ohne dunkle Linien, die ultraviolette Gruppe fehlte [3]). Zu Pulkowa sah Hasselberg die gelbe Linie am 4., 5. und 7. Juni, konnte aber auch von den gewöhnlichen drei Banden keine Spur entdecken [4]). Er kam zu dem Ergebnisse, daß unter dem Einflusse der Sonnenhitze das in dem Kometen enthaltene Natrium verdampft sei und die beobachteten Licht- und Spektralerscheinungen hauptsächlich durch elektrische Entladungen hervorgerufen würden.

Der Komet 1882 II, welcher anfangs September nahe bei der Sonne entdeckt wurde und ihr im Perihel so nahe kam, daß er wahrscheinlich durch

---

[1]) Rep. of the British Association 1881; Compt. Rend. Acad. Paris, Tom. 93, p. 26. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2437. — [3]) Proc. Royal Soc., Vol. 34, p. 148. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 2441.

die höchsten Regionen der glühenden Sonnenatmosphäre hindurchging, zeigte am 18. September bei der ersten Beobachtung durch Thollon ein Spektrum mit der hellen Natriumlinie genau wie der Komet Wells. Nach Riccòs Beobachtungen in Palermo nahm diese Linie bis zum Anfang des Oktober allmählich an Helligkeit ab, während der Komet sich von der Sonne entfernte, und am 16. Oktober sah Hasselberg wieder das gewöhnliche Dreibandenspektrum. Zu Potsdam sah Vogel am 6. Oktober die Natriumlinie unzweifelhaft, daneben aber auch das Dreibandenspektrum, erstere war am folgenden Abend schwächer geworden, während das letztere stark ausgeprägt erschien [1]). Es ergiebt sich aus den spektroskopischen Beobachtungen beider Kometen, daß dieselben nur in der größten Sonnennähe das Natriumspektrum zeigten, und diese Thatsache läßt sich nicht durch starke Erhitzung der Kometenmaterie in der Nähe der Sonne erklären, da alsdann auch das Kohlenwasserstoffspektrum an Glanz zunehmen müßte, sondern nur durch die Annahme elektrischer Entladungen. Hasselberg hat experimentell nachgewiesen [2]), daß, wenn der Strom eines Induktionsapparates durch eine Geißlersche Röhre geht, in der Kohlenwasserstoff und Natrium enthalten sind, ein Spektrum des Kohlenwasserstoffs erscheint. Wird aber durch Erhitzen der Röhre das Natrium zum Verdampfen gebracht, so verschwindet dieses Spektrum fast völlig und statt seiner tritt die gelbe Natriumlinie hell leuchtend auf. Bei Erkaltung der Röhre und Kondensation der Natriumdämpfe entsteht allmählich das Spektrum des Kohlenwasserstoffs wieder.

Das Spektrum des Kometen Pons-Brooks 1884 I zeigte nach den Beobachtungen zu Potsdam in Bezug auf die relative Helligkeit der drei Banden Veränderungen. Nach Vogel [3]) hat bei der am 1. Januar in kurzer Zeit erfolgten starken Zusammenballung der Kometenmaterie zu einem hellen Kerne von mehreren Sekunden Durchmesser eine erhebliche Steigerung der Temperatur stattgefunden, der zufolge die brechbarste Bande des Spektrums so an Intensität zunahm, daß sie fast die Helligkeit der mittleren Bande im Grün erreichte und die im Gelb gelegene beträchtlich an Lichtstärke übertraf. Auf der Sternwarte zu Nizza ließen wiederholte Messungen das Dreibandenspektrum auch in der Nebelhülle des Kometenkopfes, 6′ vom Kern in der Richtung des Schweifes entfernt, erkennen [4]).

Scheiner giebt [5]) folgende Zusammenstellung der Wellenlängen der drei Streifen, welche bei acht Kometen 1874 bis 1884 gemessen wurden:

Komet	Bänder des Spektrums			Beobachter
	I	II	III	
1874 III . .	563,1	516,6	471,2	Bredichin
	562,6	515,2	471,7	Vogel
1877 II . .	—	516,8	472,3	Sternwarte Dunecht
1880 d . .	—	517,0	473,8	Young

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2466. — [2]) Wied. Ann., Bd. 15, S. 45. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2570. — [4]) Compt. rend. Acad. Paris, Tom. 48, p. 344, 346. — [5]) Die Spektralanalyse der Gestirne. Leipzig 1890.

Komet	Bänder des Spektrums			Beobachter
	I	II	III	
1881 b . .	563,1	516,4	473,5	Maunder
	563,0	517,4	469,9	Vogel
1881 c . . .	563,0	516,5	—	Maunder
	563,4	516,5	471,0	Vogel
1882 II . .	—	517,6	—	Hasselberg
1883 b . .	—	516,1	—	Maunder
1894 I . . .	—	516,5	—	Hasselberg

Die Wellenlänge der drei Streifen des Kohlenwasserstoffspektrums sind in Milliontel Millimeter: 563,5, 516,5, 473,8.

Der Komet Holmes 1892 III zeigte nach den Beobachtungen von Campbell, Vogel und Keeler Mitte November im Gegensatz zu allen bis dahin gesehenen Kometenspektren ein rein kontinuierliches Spektrum. Im Januar 1893 konnte Kammermann zu Genf mit einem kleinen Okularspektroskop auch keine Linien oder Bänder erkennen und ebensowenig gelang dies damals und im Februar auf der Lick-Sternwarte. Dieser Komet ist übrigens auch durch den anfangs Januar eingetretenen, bis jetzt unerklärten Lichtausbruch merkwürdig.

Der Komet 1893 IV zeigte nach den Beobachtungen von Campbell das Dreibandenspektrum, nur war das grüne und blaue Band schmaler und auf der violetten Seite schärfer begrenzt als gewöhnlich.

Das Dreibandenspektrum der Kometen ist dem Spektrum verbrennender oder elektrisch zum Leuchten gebrachter Kohleverbindungen in hohem Grade ähnlich, aber es stimmt nicht mit ihm völlig überein. Diese Abweichungen führt Prof. H. Kayser [1]) auf den Einfluß der ungleichen Spaltbreiten bei den spektroskopischen Beobachtungen zurück. Der Astronom wird stets den Spalt so eng als möglich machen, daher je nach der Lichtstärke des Kometen und seines Instruments verschiedene Spaltweiten wählen. In dieser Verschiedenheit liegt nach Kayser der Grund zu allen Anomalien. Prof. H. C. Vogel macht im Anschluß hieran darauf aufmerksam [2]), daß er schon vor vielen Jahren auf den Einfluß der Spaltöffnung für die Lichtverteilung in den einseitig verwaschenen Banden eines Spektrums hingewiesen habe und daß zweifellos die stark abweichenden Beobachtungen bei lichtschwachen Kometen, die eine sehr weite Spaltöffnung erfordern, darin ihren Grund haben. Doch ist er der Ansicht, daß in einzelnen Fällen thatsächliche Unterschiede des Kometenspektrums gegen das Kohlenwasserstoffspektrum vorhanden sind.

Über die physische Natur der Kometen haben auch die spektroskopischen Untersuchungen keine wesentlichen Aufschlüsse gegeben. Als wahrscheinlich kann man gegenwärtig annehmen, daß diese Kometen aus kleinen Partikelchen bestehen, die im Kern sehr dicht gedrängt sind und unter dem Einfluß der Sonne elektrisch leuchten, auch je nach der Sonnennähe bis zu sehr hohen Temperaturen erhitzt werden.

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3217. — [2]) A. a. O., Nr. 3222.

Berechnete Kometenbahnen.

Die Kometen bewegen sich wie alle kosmischen Körper durch die Himmelsräume in Bahnen, welche die Gestalt von Kegelschnitten besitzen, also entweder Ellipsen, Parabeln oder Hyperbeln sind. Die Anzahl der elliptischen, geschlossenen Kometenbahnen ist indessen nicht groß, teils weil die Beobachtungen meist einen zu kurzen Bogen der Bahn umfassen, um eine Abweichung von der Parabel erkennen zu lassen, teils vielleicht auch weil die Anzahl rein elliptischer Kometenbahnen neben den parabolischen überhaupt geringer ist.

Das reichhaltigste und zuverlässigste Verzeichnis der berechneten Kometenbahnen hat Prof. J. G. Galle gegeben[1]). Als maßgebend für die größere Genauigkeit der Bahn wird dabei im allgemeinen und unter übrigens gleichen Umständen die Länge des Zeitraumes angenommen, über welchen sich die bei der Bahnberechnung benutzten Beobachtungen erstrecken.

Die frühere Unterscheidung zwischen rechtläufigen und rückläufigen Kometen ist in diesem Verzeichnis beseitigt und die Zählung der Neigung der Bahnen von 0^0 bis 180^0 eingeführt. Dann wurde die Länge des Perihels π überhaupt ganz ausgeschieden und statt dieser der Bogen vom Knoten bis zum Perihel ($\omega = \pi - \Omega$) eingeführt, wie solcher gegenwärtig allgemein auch bei der Aufstellung der Elemente der kleinen Planeten anstatt des Winkels $\pi = \omega + \Omega$ benutzt wird. Um für diesen Bogen ω eine bestimmte Benennung zu haben, hat Prof. Galle ihm den Namen „Argument des Perihels" gegeben. Dies geschah nach Analogie des „Arguments der Breite" ($u = v + \pi - \Omega$), so daß ω das Argument der Breite für $v = o$ oder des Perihels ist. Will man von diesem Argumente des Perihels ω auf die Länge des Perihels π (in dem neuen Sinne, ohne Unterscheidung von rechtläufig und rückläufig) übergehen, so hat man einfach: $\pi = \Omega + \omega$. Wenn man dagegen nach älterer Art bei rückläufigen Kometen unter Länge des Perihels die Differenz $\Omega - \omega$ versteht und diese mit π' bezeichnet, sowie die in diesem Falle nur bis 90^0 gezählte Neigung der Bahn gegen die Ekliptik mit i', so hat man zur Reduktion der einen Bezeichnungsweise auf die andere die Gleichungen $\pi + \pi' = 2\Omega$ und $i + i' = 180^0$. Das Verzeichnis selbst hat fortlaufende Numerierung, auch für die Wiederkunft der periodischen Kometen; um jedoch die bestimmt periodischen und wiederholt beobachteten Kometen sogleich unterscheiden zu können, sind diesen in der ersten Kolumne die Anfangsbuchstaben ihrer üblich gewordenen Benennungen beigefügt. Die nachstehende Tabelle enthält eine Zusammenstellung der zuverlässigsten Bahnelemente aller bis Ende 1893 erschienenen und berechneten Kometen auf Grund des Gallеschen Verzeichnisses, sowie eine Ergänzung desselben bis Ende 1899.

---

[1]) Verzeichnis der Elemente der bisher berechneten Kometenbahnen, nebst Anmerkungen und Litteraturnachweisen, neu bearbeitet, ergänzt und fortgesetzt bis zum Jahre 1894 von Dr. J. G. Galle. Leipzig 1894.

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens Ω	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
	v. Chr.	Alter Stil.	°	° °				
1	372	Winter	120	270—330	unt. 150°	P. sehr klein	—	Pingré
2	137	April 29	350	220	160	0,0043	—	Peirce
3	69	Juli	150	165	70	9,90	—	Peirce
4	12	Okt. 8,80	108	28	170	9,76	—	Hind
	n. Chr.		° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
5	66	Jan. 14,2	67 40	32 40	139 30	9,6480	—	Hind
6	141	März 29,1	120 55	12 50	163 0	9,857	—	Hind
7	240	Nov. 10,0	82	189	44	9,570	—	Burckhardt
8	539	Okt. 20,62	255,5 od. 75,5	58 od. 238	10	9,53307	—	Burckhardt
9	565	Juli 9,0	70	158	118	9,85686	—	Burckhardt
		Juli 14,5	79 30	159 30	121	9,92000	—	Burckhardt
10	568	Aug. 29,33	24 20	294 15	4 8	9,95779	—	Laugier
11	574	April 7,29	15 22	128 17	46 31	9,9836	—	Hind
12	770	Juni 6,65	86 46	88 54	120 29	9,7801	—	Hind
13	837	März 1,00	277 30	206 33	170 od. 168	9,763428	—	Pingré
14	961	Dez. 30,17	82 32	350 35	100 27	9,7418	—	Hind
15	989	Sept. 12,0	180	84	163	9,7546	—	Burckhardt
16	1006	März 22	94—93	38	162 30	9,76604	—	Pingré
17	1066	April 1,0	120 55	25 50	163 0	9,857	—	Hind
18	1092	Febr. 15,0	30 40	125 40	28 55	9,9676	—	Hind
19	1097	Sept. 21,9	125 0	207 30	73 30	9,86832	—	Burckhardt
20	1231	Jan. 30,307	121 18	13 30	6 5	9,9767	—	Pingré
21	1264	Juli 19,80	159 34	140 55	16 29	9,9164	—	Hoek
22	1299	März 31,318	103 48	107 8	111 3	9,502330	—	Pingré
23	1301	Okt. 24,0	186	138	167	9,806	—	Laugier
24	1337	Juni 15,08	90 41	93 1	139 32	9,91815	—	Laugier
25	1351	Nov. 26,5	unbestmt.	unbestmt.	unbestmt.	0,00	—	Burckhardt
26	1362	März 2,33	10	237	148	9,67214	—	Burckhardt
27	1366	Okt. 21,461	169 21	217 25	152 23	9,99114	—	Hind
(H) 28	1378	Nov. 8,77	107 46	47 17	162 4	9,76604	—	Laugier
29	1385	Okt. 16,27	166 44	268 31	127 45	9,8886	—	Hind
30	1402	März 21	91	117	55	9,58	—	Hind
31	1433	Nov. 7,7766	189 19,2	96 20 3	104 0,1	9,69264	—	Celoria
32	1449	Dez. 9,3747	356 52 0	261 17,8	155 40,5	9,51510	—	Celoria
(H) 33	1456	Juni 8,20875	104 49 17	43 46 4	162 22 33	9,76363	0,96783	Celoria
34	1457 I	Jan. 17,9859	194 54,2	249 39,3	13 15,7	9,84718	—	Celoria
35	1457 II	Aug. 8,0071	185 8,1	184 24,2	9 51,7	9,88106	—	Celoria
36	1468	Okt. 7,433	69 43	71 5	141 59	9,91893	—	Valz
37	1472	Febr. 29,94555	246 6 58	285 53 25	170 50 6	9,68654	—	Celoria
38	1490	Dez. 24,48	129 55	288 45	51 37	9,8678	—	Hind
39	1499	Sept. 6,19	33 30	326 30	21	9,9795	—	Hind
40	1500	Mai 17	20	310	105	0,146	—	Hind

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
41	1506	Sept. 3,668	242 13	132 50	134 59	9,58657	—	Laugier
42	1531	Aug. 25,799	104 18	45 30	163 0	9,76338	0,967391	Halley
43	1532	Okt. 19,3389	24 25	87 23	32 36	9,71535	—	Olbers
44	1533	Juni 14,889	278 21	299 19	28 14	9,514362	—	Olbers
45	1556	April 22,1911	100 52,6	175 13,9	32 25 7	9,69092	—	Hoek
46	1558	Sept. 13,55	119 37	335 3	110 53	9,4480	—	Hoek
47	1577	Okt. 26,9541	255 38 24	25 20 24	104 50 18	9,24920	—	Woldstedt
48	1580	Nov. 28,49961	89 20 14	19 6 42	64 33 49	9,77986	—	Schjellerup
49	1582	Mai 6,4197 Neuer Stil.	331 56 50	227 13 33	118 34 9	9,22716	—	Marth
50	1585	Okt. 8,0327	331 24 10	37 44 15	6 5 52	0,0393531	—	C. A. F. Peters u. Sawitsch
51	1590	Febr. 8,03363	307 39 44	165 36 56	150 30 16	9,7541386	—	Hind
52	1593	Juli 18,575	12 4	164 15	87 58	8,94994	—	La Caille
53	1596	Juli 25,2208	59 26 14	330 20 49	128 1 50	9,7537024	—	Hind
54	1607	Okt. 27,0148	107 27 10	48 14 9	162 53 43	9,766543	0,9674544	Lehmann
55	1618 I	Aug. 17,133	24 55	293 25	21 28	9,710100	—	Pingré
56	1618 II	Nov. 8,3572	287 21 11	75 44 10	37 11 31	9,590556	—	Bessel
57	1652	Nov. 12,6593	300 8 40	88 10 0	79 28 0	9,928140	—	Halley
58	1661	Jan. 26,8875	33 22 8	81 54 0	33 0 55	9,646131	—	Méchain
59	1664	Dez. 4,4898	310 33 15	81 15 52	158 41 48	0,010949	—	Lindelöf
60	1665	April 24,2253	156 7 30	228 2 0	103 55 0	9,027309	—	Halley
61	1668	Febr. 28,8	80 15	357 17	144 2	7,68000	—	Henderson
62	1672	März 1,45319	109 33 32	298 6 30	82 56 45	9,842271	—	Berberich
63	1677	Mai 6,0322	99 12 5	236 49 10	100 56 45	9,448072	—	Halley
64	1678	Aug. 18,3213	159 27 37	163 20	2 52	0,0589182	0,626970	Le Verrier
65	1680	Dez. 17,99409	350 39 36	272 9 29	60 40 16	7,7939551	0,99998542	Encke
66	1682	Sept. 14,80155	109 15 41	51 11 18	162 15 15	9,7655898	0,96792019	Rosenberger
67	1683	Juli 13,09717	87 48 40	173 24 40	96 46 45	9,7478656	—	Plummer
68	1684	Juni 8,269	330 20 41	268 10 32	65 25 8	9,98149	—	Neugebauer
69	1686	Sept. 15,8314	81 54,6	354 3 8	34 55,7	9,52636	—	Hind
70	1689	Nov. 30,1654	78 10 39	279 24 28	63 11 30	9,80909	—	Holetschek
71	1695	Nov. 9,71	204	216	22	9,9261	—	Burckhardt
72	1698	Okt. 17,0214	151 11	65 53	169 5	9,86252	—	Hind
73	1699	Jan. 13,4063	109 32,7	321 41,5	109 23,4	9,87426	—	Hind
74	1701	Okt. 17,417	165 0	298 41	138 21	9,77278	—	Burckhardt
75	1702	März 13,613	309 47 24	188 59 10	4 24 44	9,810790	—	Burckhardt
76	1706	Jan. 30,2120	59 25 2	13 11 23	55 14 5	9,630291	—	Struyck
77	1707	Dez. 11,9948	27 7 40	52 50 29	88 37 40	9,934013	—	Struyck
78	1718	Jan. 14,91223	6 15 34	127 55 29	148 51 54	0,010908	—	Argelander
79	1723	Sept. 27,63438	331 21 42	14 14 17	129 59 42	9,9994743	—	Spoerer
80	1729	Juni 16,15422	10 25 38	310 37 8	77 4 6	0,607513	—	Hind

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens Ω	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
81	1737 I	Jan. 30,3537	99 30 0	226 22 0	18 20 45	9,347960	—	Bradley
82	1737 II	Juni 2,2369	129 52 1	132 5,4	61 51,6	9,92155	—	Hind
83	1739	Juni 17,4229	104 46 34	207 25 14	124 17 16	9,828388	—	La Caille
84	1742	Febr. 8,6252	328 30 10	185 9 30	112 28 20	9,886523	—	Barker
85	1743 I	Jan. 8,20053	6 25 6	86 54 29	1 53 43	9,9352858	0,7213085	Clausen
86	1743 II	Sept. 20,65340	119 2 8	6 2 14	134 22 55	9,718496	—	d'Arrest
87	1744	März 1,34628	151 26 55	45 44 53	47 7 19	9,3467607	—	Plummer
88	1747	März 3,3056	230 16 50	147 18 50	100 53 40	0,342128	—	La Caille
89	1748 I	April 28,78715	17 28 21	232 51 50	94 31 37	9,924486	—	Le Monnier
90	1748 II	Juni 18,89401	245 38 41	33 8 29	67 3 28	9,7961280	—	Bessel
91	1757	Okt. 21,33611	268 45 10	214 12 50	12 50 20	9,528328	—	Bradley
92	1758	Juni 11,14375	36 48 0	230 50 0	68 19 0	9,333148	—	Pingré
(H) 93	1759 I	März 12,55827	110 39 59	53 50 27	162 23 8	9,7667989	0,96768436	Rosenberger
94	1759 II	Nov. 27,00830	273 54 38	139 39 41	79 6 38	9,903844	—	Pingré
95	1759III	Dez. 16,84757	301 21 29	79 50 4	175 7 29	9,9848692	—	Hind
96	1762	Mai 28,3410	115 28 55	348 33 5	85 38 13	0,003912	—	Burckhardt
97	1763	Nov. 1,8679	88 34 54	356 24 4	72 31 52	9,6974784	0,99868	Burckhardt
98	1764	Febr. 12,56650	104 49 41	120 4 33	127 6 29	9,744462	—	Pingré
99	1766 I	Febr. 17,36806	100 55 25	244 10 50	139 9 40	9,703570	—	Pingré
100	1766 II	April 26,99533	177 2 0	74 11 0	8 1 45	9,6009521	0,8640000	Burckhardt
101	1769	Okt. 7,62689	329 7 29	175 3 59	40 45 50	9,0890392	0,99924901	Bessel
102	1770 I	Aug. 13,54735	224 17 55	131 58 56	1 34 28	9,8289491	0,786119	Le Verrier
103	1770 II	Nov. 22,24167	260 19 26	108 42 10	148 34 5	9,722833	—	Pingré
104	1771	April 19,14144	76 8 10	27 53 12	11 15 53	9,955127	—	Kreutz
(B) 105	1772	Febr. 16,66180	213 2 57	257 15 38	17 3 8	9,99389	0,72451	Hubbard
106	1773	Sept. 5,61330	314 5 28	121 5 30	61 14 17	0,051880	1,0282955	Burckhardt
107	1774	Aug. 15,8366	136 43 6	180 44 34	83 20 26	0,1562065	—	Burckhardt
108	1779	Jan. 4,11157	62 12 22	24 57 18	32 31 7	9,853160	—	Pacassi
109	1780 I	Sept. 30,93280	237 5 19	123 41 18	125 36 48	8,9836418	0,9999460	Clüver
110	1780 II	Nov. 28,8514	254 9 0	141 1 0	107 56 30	9,712041	—	Olbers
111	1781 I	Juli 7,19537	156 10 47	83 0 38	81 43 26	9,889784	—	Méchain
112	1781 II	Nov. 29,5297	61 19 48	77 22 55	152 47 56	9,982721	—	Méchain
113	1783	Nov. 19,93685	354 36 55	55 40 30	45 6 54	0,1641413	0,5524560	C. H. F. Peters
114	1784	Jan. 21,2061	336 4 57	56 49 21	128 50 48	9,849946	—	Méchain
115	1785 I	Jan. 27,33199	205 39 41	264 12 15	70 14 12	0,0581975	—	Méchain
116	1785 II	April 8,420486	127 10 34	64 41 5	92 37 48	9,6306715	0,99646076	Krueger
(E) 117	1786 I	Jan. 30,88	182 30	334 8	13 36	9,52482	0,84836	Encke
118	1786 II	Juli 8,57397	323 14 58	195 23 32	50 58 33	9,595763	—	Reggio
119	1787	Mai 10,83194	99 7 26	106 51 35	131 44 9	9,5427145	—	de Saron
120	1788 I	Nov. 10,31582	57 48 36	156 56 43	167 32 20	0,0265381	—	Méchain

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens Ω	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
121	1788 II	Nov. 20,30903	30 25 28	352 24 26	64 30 24	9,8792757	—	Méchain
122	1790 I	Jan. 16,79688	114 25 17	172 50 2	150 15 53	9,873516	—	de Saron
Tu) 123	1790 II	Jan. 30,87628	207 5 26	268 36 34	54 6 26	0,0188593	0,8193300	Tischler
124	1790III	Mai 21,24740	119 27 35	33 11 2	116 7 33	9,9019814	—	Méchain
125	1792 I	Jan. 13,57240	154 16 33	190 46 15	140 13 5	0,111605	—	Méchain
126	1792 II	Dez. 27,26009	147 15 53	283 15 17	130 58 15	9,985106	—	Prosperin
127	1793 I	Nov. 4,8479	239 47	108 29	119 39	9,60574	—	de Saron
128	1793 II	Nov. 20,33405	69 58 10	1 59 34	51 30 29	0,1744003	0,9719946	C. H. F. Peters
(E) 129	1795	Dez. 21,44748	182 1 58	334 39 22	13 42 30	9,5243046	0,8488828	Encke
130	1796	April 2,83128	184 18 3	17 2 16	115 5 27	0,198151	—	Olbers
131	1797	Juli 9,11147	279 48 29	329 15 37	129 19 26	9,721489	—	Olbers
132	1798 I	April 4,51482	342 58 21	122 7 22	43 18 1	9,685769	—	Hind
133	1798 II	Dez. 31,5474	215 0 56	249 30 44	137 36 35	9,891917	—	Burckhardt
134	1799 I	Sept. 7,19743	95 47 45	99 29 59	129 4 9	9,9242084	—	Tallquist
135	1799 II	Dez. 25,90289	136 28 59	326 49 11	102 58 22	9,796437	—	Méchain
136	1801	Aug. 8,5630	219 47 2	42 28 54	159 15 0	9,40894	—	Doberck
137	1802	Sept. 9,89752	21 53 25	310 15 39	57 0 47	0,039061	—	Olbers
138	1804	Febr. 13,59463	331 56 53	176 47 58	56 28 40	0,0298575	—	Gauß
(E) 139	1805	Nov. 21,50638	182 27 14	334 20 10	13 33 30	9,5320168	0,84617529	Encke
(B) 140	1806 I	Jan. 1,92396	218 12 6	251 16 19	13 36 34	9,9576440	0,7457068	Hubbard
141	1806 II	Dez. 28,92943	225 19 52	322 23 16	144 57 27	0,0341884	1,0101820	Hensel
142	1807	Sept. 18,74537	4 7 30	266 47 11	63 10 28	9,8103158	0,99548781	Bessel
143	1808 I	Mai 12,959	253 45 39	322 58 36	134 16 53	9,59091	—	Encke
144	1808 II	Juli 12,17418	131 32 24	24 11 14	140 41 1	9,783870	—	Bessel
145	1810	Okt. 6,24442	114 56 13	308 50 31	62 55 39	9,986603	—	Thraen
146	1811 I	Sept. 12,26278	65 23 46	140 25 15	106 57 18	0,0151133	0,9951240	N. Herz
147	1811 II	Nov. 10,99698	314 25 35	93 1 52	31 17 11	0,1992359	0,98271088	Nicolai
-Bs) 148	1812	Sept. 15,33210	199 19 4	253 0 44	73 57 36	9,8904903	0,9555842	Schulhof u. Bossert
149	1813 I	März 4,53300	350 52 16	60 48 24	158 46 27	9,8445579	—	Nicollet
150	1813 II	Mai 19,51720	205 3 23	42 40 12	98 52 32	0,0846799	—	Ferrer
(O) 151	1815	April 25,99943	65 33 16	83 28 47	44 29 51	0,0837998	0,93114958	Ginzel
152	1816	März 1,3521	304 20 37	323 14 56	43 5 26	8,68577	—	Burckhardt
153	1818 I	Febr. 3,2245	180 17	256 1	34 11	9,84255	—	Hind
154	1818 II	Febr. 25,96539	112 19 11	70 26 11	89 43 48	0,0783711	—	Encke
155	1818III	Dez. 5,03902	348 13 20	90 0 50	116 59 36	9,9319574	1,011617	Rosenberger u. Scherk
(E) 156	1819 I	Jan. 27,95958	182 26 29	334 33 18	13 36 56	9,5252819	0,8486190	v. Asten
157	1819 II	Juni 27,72197	13 26 14	273 41 57	80 44 38	9,5332327	—	Hind
(W) 158	1819III	Juli 18,90670	161 30 5	113 10 46	10 42 48	9,8885382	0,75519035	Encke
159	1819IV	Nov. 20,25203	350 4 51	77 13 57	9 1 16	9,9506368	0,6867456	Encke
160	1821	März 21,54305	169 11 31	48 40 56	106 26 53	8,9629523	—	Rosenberger

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
161	1822 I	Mai 5,61250	344 43 5	177 26 56	126 22 36	9,7027863	—	Nicollet
(E) 162	1822 II	Mai 23,969940	182 47 10	334 25 9	13 20 21	9,5389209	0,8445061	v. Asten
163	1822III	Juli 15,85069	237 44 54	97 44 18	143 42 30	9,92797	—	Hind
164	1822IV	Okt. 23,77627	181 4 25	92 44 42	127 20 50	0,0588305	0,99630211	Encke
165	1823	Dez. 9,45058	28 28 31	303 3 0	103 48 3	9,3550726	—	Encke
166	1824 I	Juli 11,52532	334 6 17	234 21 8	125 26 36	9,772081	—	Doberck
167	1824 II	Sept. 29,07294	85 15 22	279 16 44	54 35 32	0,0211211	—	Encke
168	1825 I	Mai 30,57518	107 14 13	20 8 56	123 16 23	9,9490986	1,000627	P. Martin
169	1825 II	Aug. 18,71754	177 18 15	192 56 10	89 41 47	9,9461924	—	Clausen
(E) 170	1825III	Sept. 16,28190	182 47 36	334 27 30	13 21 28	9,5375192	0,8449296	v. Asten
171	1825IV	Dez. 10,69134	256 56 43	215 43 22	146 27 7	0,0937180	0,9954285	Hubbard
(B) 172	1826 I	März 18,45311	218 21 28	251 27 19	13 33 54	9,9554083	0,7466012	Hubbard
173	1826 II	April 21,92451	279 22 54	197 36 34	40 0 26	0,3027426	—	Nicolai
174	1826III	April 29,04553	4 41 0	40 29 13	174 42 58	9,2744275	—	Clüver
175	1826IV	Okt. 8,95873	13 41 56	44 6 28	25 57 18	9,930852	—	Argelander
176	1826 V	Nov. 18,41477	279 36 32	235 6 11	90 37 51	8,4295811	—	Gambart
177	1827 I	Febr. 4,92808	150 57 33	184 27 49	102 24 25	9,70460	—	v. Heiligenstein
178	1827 II	Juni 7,84766	20 38 46	318 10 28	136 21 15	9,907494	—	v. Heiligenstein
179	1827III	Sept. 11,69936	258 41 59	149 39 11	125 55 18	9,1393857	0,99927305	Clüver
(E) 180	1829	Jan. 9,74981	182 48 56	334 29 32	13 20 38	9,5383865	0,8446656	v. Asten
181	1830 I	April 9,30158	5 49 47	206 21 33	21 16 32	9,9644594	—	Schulze
182	1830 II	Dez. 27,6669	26 53 48	337 53 7	135 14 30	9,0999822	—	Wolfers
(E) 183	1832 I	Mai 3,99229	182 49 26	334 32 10	13 22 12	9,5357772	0,8454533	v. Asten
184	1832 II	Sept. 25,58003	204 36 10	72 27 30	136 40 7	0,0729866	—	Schulze
(B) 185	1832III	Nov. 26,12337	221 45 7	248 15 18	13 13 31	9,9440315	0,7514480	Baranowski
186	1833	Sept. 10,40198	260 53 6	323 28 17	7 18 17	9,666836	—	Hartwig
187	1834	April 2,79907	50 9 18	226 33 12	5 59 20	9,710207	—	Schulhof
188	1835 I	März 27,21166	210 26 22	58 20 32	170 52 32	0,3096603	—	Rechenberg
(E) 189	1835 II	Aug. 26,36831	182 49 4	334 35 0	13 21 19	9,5369938	0,8450754	v. Asten
(H) 190	1835III	Nov 15,94539	110 38 27	55 9 59	162 14 55	9,7683194	0,96739091	Westphalen
(E) 191	1838	Dez. 19,01616	182 50 57	334 36 42	13 21 32	9,5364926	0,8452181	v. Asten
192	1840 I	Jan. 4,47816	72 14 19	119 57 38	53 5 33	9,7912921	0,9999128	Rechenberg
193	1840 II	März 13,08212	156 35 58	236 50 10	120 47 1	0,0866406	0,9949769	Kowalczyk
194	1840III	April 2,44431	138 2 55	186 2 12	79 52 18	9,8741944	—	Kowalczyk
195	1840IV	Nov. 13,67060	133 36 1	248 55 48	57 58 6	0,1705856	0,9711151	Schultz-Steinheil
(E) 196	1842 I	April 12,02583	182 50 50	334 39 11	13 20 30	9,5377181	0,8448313	v. Asten
197	1842 II	Dez. 15,96329	240 32 19	207 48 45	106 25 57	9,702767	—	Schwarzschild
198	1843 I	Febr. 27,41748	82 38 2	1 19 51	144 20 4	7,742510	0,999914	Kreutz
199	1843 II	Mai 6,06242	124 14 49	157 14 54	52 44 46	0,2085315	1,0001798	Goetze
(F) 200	1843III	Okt. 17,13671	200 3 56	209 29 26	11 22 32	0,2284599	0,5558297	A. Möller

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens Ω	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
201	1844 I	Sept. 2,48438	278 41 10	63 49 38	2 54 46	0,0742006	0,6173720	Brünnow
202	1844 II	Okt. 17,35041	211 15 3	31 39 6	131 23 59	9,9321644	0,9996083	Plantamour
203	1844 III	Dez. 13,68127	177 42 56	118 19 22	45 38 47	9,4009126	1,00035303	Bond
204	1845 I	Jan. 8,16784	114 35 30	336 44 26	46 51 1	9,9567491	1,0002467	Doberck
205	1845 II	April 21,03748	205 26 33	347 6 45	56 23 36	0,0985330	—	Faye
206	1845 III	Juni 5,67992	75 46 0	337 48 56	131 18 1	9,603815	0,9898744	d'Arrest
207	1845 IV	Aug. 9,60750	183 25 18	334 19 37	13 7 39	9,5289969	0,8474717	v. Asten
208	1846 I	Jan. 22,16659	338 0 22	111 5 38	47 28 6	0,1709043	—	Jelinek
209	1846 II A	Febr. 10,99966	223 8 38	245 54 15	12 34 53	9,9326998	0,7566625	Hubbard
	B	Febr. 11,08264	223 8 37	245 54 17	12 34 55	9,9327097	0,7566060	Hubbard
210	1846 III	Febr. 25,375	13 46 36	102 41 41	30 55 17	9,813000	0,793068	Bruhns
211	1846 IV	März 5,55237	12 53 27	77 33 16	85 6 27	9,8220359	0,96291017	v. Hepperger
212	1846 V	Mai 27,90234	78 44 48	161 18 40	122 23 48	0,1386159	—	Vogel
213	1846 VI	Juni 1,14095	339 37 44	260 23 53	30 40 10	0,184487	0,7286044	Berberich
214	1846 VII	Juni 5,48571	99 47 10	261 52 51	150 41 13	9,8018857	0,9899389	Oudemans
215	1846 VIII	Okt. 29,78372	93 58 16	4 41 24	49 42 0	9,919428	—	S. Oppenheim
216	1847 I	März 30,29086	254 20 38	21 41 46	48 38 46	8,6293410	0,99990955	Hornstein
217	1847 II	Juni 4,69903	32 20 34	173 57 7	100 26 11	0,3253494	—	Engström
218	1847 III	Aug. 9,34434	91 31 46	338 16 57	96 33 45	0,2470052	0,9985879	E. Gautier
219	1847 IV	Aug. 9,35158	55 26 6	76 42 58	147 21 10	0,1716750	—	Schur
220	1847 V	Sept. 9,46839	129 10 21	309 53 35	19 10 16	0,69203	0,977108	Hind
221	1847 VI	Nov. 14,40637	276 36 56	190 49 56	108 9 6	9,5172278	1,0001727	Margaretta Palmer
222	1848 I	Sept. 8,05177	260 57 36	211 31 43	95 36 34	9,5050777	—	Bidschof
223	1848 II	Nov. 26,08795	183 25 30	334 22 18	13 8 41	9,5275748	0,8478652	v. Asten
224	1849 I	Jan. 19,35431	208 1 22	215 12 54	85 2 54	9,9821497	—	Petersen u. Sonntag
225	1849 II	Mai 26,49906	33 10 17	202 32 45	67 9 55	0,0642320	1,0007079	Weyer
226	1849 III	Juni 8,21014	236 34 8	30 32 0	66 55 19	9,951525	0,997830	d'Arrest
227	1850 I	Juli 23,53445	180 31 37	92 53 28	68 11 24	0,0340060	0,9988519	Carrington
228	1850 II	Okt. 19,34390	243 13 14	205 59 59	40 4 49	9,7524962	—	Rechenberg
229	1851 I	April 1,94318	200 11 2	209 31 5	11 21 38	0,2304179	0,5548945	A. Möller
d) 230	1851 II	Juli 8,68045	174 31 0	148 23 18	13 55 12	0,0694120	0,6592823	Leveau
231	1851 III	Aug. 26,25230	87 17 4	223 40 21	38 12 57	9,993324	0,999915	Spitaler
232	1851 IV	Sept. 30,80309	294 25 0	44 21 31	73 58 37	9,1520995	—	Andries
233	1852 I	März 14,71443	183 27 23	334 23 42	13 7 50	9,5283414	0,8476025	v. Asten
234	1852 II	April 19,59380	37 13 17	317 12 52	131 6 31	9,9568433	—	v. Asten
235	1853 III A	Sept. 23,73388	223 16 51	245 51 26	12 33 16	9,9348021	0,7559217	Hubbard
	B	Sept. 23,06316	223 16 48	245 51 28	12 33 19	9,9348106	0,7558660	Hubbard
236	1852 IV	Okt. 12,75724	57 3 42	346 10 0	40 55 0	0,0968964	0,91903397	Westphal
237	1853 I	Febr. 24,01115	275 50 44	69 34 4	159 44 52	0,0382717	—	Hornstein
238	1853 II	Mai 9,83277	199 13 0	40 57 37	122 10 57	9,9584172	0,9892973	G. Rümker
239	1853 III	Sept. 1,71319	170 25 47	140 31 12	61 31 0	9,4869140	1,00026085	Krahl
240	1853 IV	Okt. 16,61186	277 50 59	220 5 52	119 0 16	9,2372363	1,0012289	d'Arrest

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Periheldistanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
241	1854 I	Jan. 3,94163	170 56 13	227 2 48	113 53 13	0,310618	—	Rzepecki
242	1854 II	März 24,01972	101 38 15	315 27 32	97 28 18	9,4425800	—	H. Oppenheim
243	1854III	Juni 22,00356	74 34 20	347 39 43	108 41 1	9,811650	—	Winnecke u. Pape
244	1854IV	Okt. 27,51557	129 55 47	324 28 31	40 54 38	9,902384	0,9933246	Lesser
245	1854 V	Dez. 15,72473	287 1 41	238 7 35	14 9 15	0,1327326	0,9863728	Elkin
246	1855 I	Febr. 5,05384	323 5 59	189 43 33	128 35 41	0,3411427	0,965185	Tiele
247	1855 II	Mai 30,15396	22 36 28	260 18 53	156 53 10	9,753396	—	Schulze
(E) 248	1855III	Juli 1,04121	183 26 56	334 26 16	13 8 5	9,5279347	0,8477306	v. Asten
249	1855IV	Nov. 25,39914	325 31 41	51 33 38	169 48 49	0,0902561	—	Schulze
250	1857 I	März 21,37557	121 34 42	313 9 19	87 56 1	9,8878947	—	Loewy
(Br) 251	1857 II	März 29,2522	13 59 48	101 46 27	29 48 16	9,7927509	0,8017572	Bruhns
252	1857III	Juli 17,98076	134 3 17	23 41 31	121 1 1	9,5652983	—	König
253	1857IV	Aug. 24,00300	180 57 35	200 49 16	32 46 24	9,873228	0,9803714	Möller
254	1857 V	Sept. 30,88641	124 50 10	14 57 48	123 56 39	9,750428	0,9969135	Linßer
255	1857 VI	Nov. 19,07778	95 5 26	139 18 42	142 11 5	0,003889	0,9969918	Auwers
(d'A) 256	1857 VII	Nov. 28,19438	174 35 58	148 27 16	13 56 6	0,0681871	0,6598645	Schulze
(Tu) 257	1858 I	Febr. 23,52586	206 48 9	269 3 3	54 24 21	0,0109566	0,8212094	Rahts
(W) 258	1858 II	Mai 2,04566	162 6 31	113 32 33	10 48 11	9,8858985	0,7548575	v. Haerdtl
259	1858III	Mai 2,97368	25 42 19	175 4 8	19 30 2	0,060401	0,673676	Schulhof
260	1858IV	Juni 5,30209	98 52 3	324 58 8	99 57 18	9,7358072	—	Auwers
(F) 261	1858 V	Sept. 12,87919	200 10 24	209 39 48	11 22 11	0,2289334	0,5557886	Möller
262	1858 VI	Sept. 29,97097	129 6 41	165 19 13	116 58 11	9,7622804	0,9962933	Hill
263	1858 VII	Okt. 12,83988	155 34 2	159 46 27	158 42 55	0,154330	0,99568	Weiß
(E) 264	1858VIII	Okt. 18,37209	183 29 0	334 28 1	13 4 17	9,5324191	0,8463942	v. Asten
265	1859	Mai 29,23263	282 0 13	357 20 44	95 28 16	9,303265	—	Hertzsprung
266	1860 I A	Febr. 16,63141	209 46 8	324 3 40	79 39 57	0,078774	—	Pechüle
	B	Febr. 16,67621	209 41 50	324 3 19	79 36 12	0,078520	—	Pechüle
267	1860 II	März 5,57201	41 12 38	8 52 32	48 13 6	0,116164	—	Gyldén
268	1860III	Juni 16,06750	76 51 56	84 40 32	79 19 25	9,4666978	—	Auwers
269	1860IV	Sept. 22,3184	311 57 0	44 51 2	32 11 9	9,83420	—	Kowalczyk
270	1861 I	Juni 3,39641	213 26 19	29 55 42	79 45 31	9,9641181	0,98346314	v. Oppolzer
271	1861 II	Juni 11,51323	330 6 5	278 58 53	85 26 15	9,9150745	0,9850773	Kreutz
272	1861III	Dez. 7,18092	331 35 4	145 6 2	138 1 4	9,9237761	—	Roether
(E) 273	1862 I	Febr. 6,25426	183 30 9	334 30 58	13 4 57	9,5314223	0,8467033	v. Asten
274	1862 II	Juni 22,03609	27 13 33	326 34 8	172 5 35	9,991814	—	Cerulli
275	1862III	Aug. 22,91537	152 45 29	137 27 14	113 34 9	9,9834626	0,9603525	Hayn
276	1862IV	Dez. 28,18060	230 34 31	355 46 2	137 31 23	9,904844	—	Krahl
277	1863 I	Febr. 3,49765	74 27 12	116 55 33	85 21 56	9,9002349	0,9999470	Engelmann
278	1863 II	April 4,91081	4 0 0	251 15 35	112 37 47	0,0286067	—	Frischauf
279	1863III	April 20,87116	55 36 36	250 10 5	85 30 1	9,7984991	0,9990756	Ericsson
280	1863IV	Nov. 9,48589	357 12 50	97 28 36	78 4 48	9,8491662	0,998985	Svedstrup

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Periheldistanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
281	1863 V	Dez. 27,76915	115 41 2	304 43 23	64 28 44	9,8873314	—	Valentiner
282	1863 VI	Dez. 29,17306	78 5 55	105 1 24	83 19 17	0,1183045	1,0006499	Rosén
283	1864 I	Juli 27,81825	346 5 44	174 58 56	135 0 0	9,7966480	—	Kowalczyk
284	1864 II	Aug. 15,58310	151 2 50	95 14 32	178 7 50	9,9587029	0,9963509	Kowalczyk
285	1864III	Okt. 11,41150	232 27 26	31 45 24	109 41 58	9,9690425	—	v. Asten
286	1864IV	Dez. 22,45755	118 27 50	203 13 11	48 52 39	9,8869027	—	Kowalczyk
287	1864 V	Dez. 27,72616	178 30 46	340 54 22	162 52 37	0,0471352	—	Valentiner
288	1865 I	Jan. 14,33180	111 44 6	252 56 27	92 29 52	8,4123528	—	Koerber
) 289	1865 II	Mai 27,93101	183 31 10	334 32 39	13 3 51	9,5326964	0,8463048	v. Asten
290	1866 I	Jan. 11,14037	170 57 58	231 26 3	162 41 55	9,9896813	0,9054198	v. Oppolzer
) 291	1866 II	Febr. 13,97996	200 14 19	209 41 55	11 22 9	0,2258618	0,5575456	Möller
292	1867 I	Jan. 20,21367	357 31 15	78 27 35	18 12 34	0,1978953	0,8653524	L. Becker
) 293	1867 II	Mai 23,93097	135 0 36	101 9 6	6 24 39	0,194111	0,509712	R. Gautier
294	1867III	Nov. 6,96729	148 37 27	64 58 57	96 34 5	9,5189867	—	Broch
) 295	1868 I	April 17,42866	14 48 6	101 14 3	29 22 26	9,7759989	0,8079728	Schulze
296	1868 II	Juni 26,48275	126 37 24	52 15 22	131 32 57	9,7623606	—	Karlinski
) 297	1868III	Sept. 14,62045	183 39 45	334 31 34	13 6 41	9,5232576	0,8491280	v. Asten
) 298	1869 I	Juni 29,94976	162 22 9	113 33 9	10 48 20	9,8929388	0,7519281	v. Haerdtl
299	1869 II	Okt. 9,86044	188 12 38	311 30 7	111 40 7	0,090174	—	Kowalczyk
) 300	1869III	Nov. 18,81503	106 12 40	296 46 2	5 23 55	0,0265909	0,6580921	Bossert
301	1870 I	Juli 14,08868	198 13 2	141 44 47	121 47 52	0,0037585	—	Seydler
302	1870 II	Sept. 2,20110	354 56 56	12 56 19	99 21 4	0,259277	—	Schobloch
) 303	1870III	Sept. 22,68595	172 16 10	146 25 24	15 39 30	0,1072090	0,6350207	Leveau
304	1870IV	Dez. 19,88258	90 35 47	94 44 43	147 16 25	9,590242	—	Schulhof
305	1871 I	Juni 10,60635	222 31 23	279 18 36	87 35 56	9,815777	0,997814	Holetschek
306	1871 II	Juli 27,04094	96 19 58	211 54 14	101 59 29	0,0347741	—	R. Cramer
) 307	1871III	Dez. 1,80221	206 47 41	269 17 11	54 16 50	0,0128807	0,8211096	Rahts
308	1871IV	Dez. 20,38754	242 53 17	147 6 12	98 19 32	9,8396727	0,9964266	A. Lindhagen
) 309	1871 V	Dez. 28,81359	183 38 49	334 34 25	13 7 24	9,5224697	0,8493318	Backlund
) 310	1873 I	Mai 9,80024	159 19 5	78 43 48	9 45 59	0,2482605	0,4626205	R. Gautier
) 311	1873 II	Juni 25,21431	185 9 10	120 56 39	12 45 24	0,128440	0,552604	Schulhof
) 312	1873III	Juli 18,49315	200 23 56	209 38 57	11 21 50	0,2259693	0,5573833	Möller
313	1873IV	Sept. 10,79020	193 47 12	230 35 24	95 58 31	9,8998540	0,996471	R. Gautier
314	1873 V	Okt. 1,77367	233 45 19	176 43 23	121 28 45	9,585363	0,9997303	Kreutz
) 315	1873 VI	Okt. 10,48509	14 49 37	101 12 31	29 24 30	9,7736231	0,8088591	E. Lamp
316	1873 VII	Dez. 1,39643	195 38 50	250 27 2	29 54 54	9,8649197	—	Schulhof
317	1874 I	März 9,94113	269 29 54	30 18 2	58 52 48	8,649025	—	A. Wittstein
318	1874 II	März 13,94210	331 44 44	274 6 54	148 24 31	9,9473096	—	Wenzel
319	1874III	Juli 8,86482	152 21 56	118 44 29	66 21 12	9,8298069	0,99882015	v. Hepperger
320	1874IV	Juli 17,70598	149 36 12	215 51 5	34 8 20	0,2273669	0,9628312	Holetschek

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens Ω	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
321	1874 V	Aug. 26,85007	92 38 11	251 30 8	41 49 48	9,9923984	0,9988309	Gruß
322	1874 VI	Okt. 18,94934	16 17 3	281 57 34	99 12 55	9,706057	—	Holetschek
(W) 323	1875 I	März 12,10695	165 8 15	111 33 39	11 17 6	9,9185773	0,7409983	v. Haerdtl
(E) 324	1875 II	April 12,99118	183 40 13	334 37 0	13 7 20	9,5223870	0,8494024	Backlund
325	1877 I	Jan. 19,18514	347 10 10	187 15 2	152 54 38	9,907111	—	Thraen
326	1877 II	April 17,66268	63 7 54	316 37 20	121 8 31	9,9777145	0,9987005	Plath
327	1877 III	April 26,81233	116 46 28	346 4 49	77 10 32	0,0039137	0,9979243	Poenisch
(d'A) 328	1877 IV	Mai 10,48640	173 0 30	146 9 16	15 43 13	0,1199556	0,6278091	Leveau
329	1877 V	Juni 27,07676	103 14 49	184 16 55	115 44 31	0,0295666	—	Gruß
330	1877 VI	Sept. 11,22471	143 13 16	250 59 47	102 13 51	0,1975297	—	Larßén
331	1878 I	Juli 20,69724	177 34 28	102 15 50	78 10 52	0,1436288	—	Büttner
(E) 332	1878 II	Juli 26,17398	183 40 18	334 39 13	13 6 37	9,5230694	0,8491543	Backlund
(T_2) 333	1878 III	Sept. 7,26730	185 7 10	121 0 48	12 46 6	0,126998	0,553691	Schulhof
(Br) 334	1879 I	März 30,54133	14 55 4	101 19 2	29 23 10	9,7707355	0,8098415	E. Lamp
335	1879 II	April 27,42900	3 44 23	45 45 40	107 2 3	9,952573	—	Kremser
(T_1) 336	1879 III	Mai 7,12421	159 29 35	78 45 56	9 46 3	0,2482463	0,4625512	R. Gautier
337	1879 IV	Aug. 29,28524	84 15 11	32 25 33	107 45 2	9,996284	—	Millosewich
338	1879 V	Okt. 4,63149	115 26 23	87 10 58	77 7 52	9,995463	—	Laves
339	1880 I	Jan. 27,62502	86 18 7	6 10 29	144 39 42	7,739478	—	Kreutz
340	1880 II	Juli 1,74612	145 11 57	257 15 3	123 3 42	0,2586566	—	J. Mayer
341	1880 III	Sept. 6,94156	323 6 32	45 18 54	141 54 8	9,5497806	—	Molien
(T_3-S) 342	1880 IV	Nov. 8,00260	106 12 11	296 51 57	5 23 46	0,0282447	0,6571935	Bossert
343	1880 V	Nov. 9,42137	11 41 26	249 22 32	60 42 14	9,819274	—	Bigourdan
(F) 344	1881 I	Jan. 22,67174	201 13 22	209 35 25	11 19 40	0,2400848	0,5490171	Möller
345	1881 II	Mai 20,44307	173 47 33	126 24 13	77 58 19	9,7716696	—	Gruß
346	1881 III	Juni 16,44847	354 15 16	270 57 43	63 25 52	9,8659875	0,9964327	Bossert
347	1881 IV	Aug. 22,31248	122 7 19	97 2 37	140 13 54	9,8017757	—	Stechert
348	1881 V	Sept. 13,3192	312 30 52	65 56 56	6 51 4	9,860503	0,828377	Matthießen
349	1881 VI	Sept. 14,37183	6 18 10	274 9 51	112 48 47	9,6524399	—	Millosewich
(E) 350	1881 VII	Sept. 15,30270	183 55 12	334 34 28	12 53 7	9,5357273	0,8453998	Backlund
351	1881 VIII	Nov. 19,77791	118 0 37	181 25 19	144 50 16	0,2839578	0,973331	Olßon
352	1882 I	Juni 10,53612	208 59 38	204 56 27	73 48 39	8,7836376	0,99999454	v. Rebeur-Paschwitz
353	1882 II	Sept. 17,23051	69 34 35	346 0 43	141 59 45	7,8889895	0,9999330	Kreutz
354	1882 III	Nov. 12,9807	254 18 8	249 7 28	96 9 1	9,980264	1,000074	de Ball
355	1883 I	Febr. 18,94856	110 53 22	278 8 36	78 4 5	9,8807707	0,9990853	Wendell
356	1883 II	Dez. 25,3092	138 39 2	264 25 14	114 59 9	9,49094	—	H. Oppenheim
(P-Bs) 357	1884 I	Jan. 25,72388	199 11 33	254 5 42	74 2 36	9,8897099	0,9549960	Schulhof u. Bossert
358	1884 II	Aug. 16,48583	301 1 59	5 8 59	5 27 38	0,1071271	0,5842139	Berberich
(Wo) 359	1884 III	Nov. 17,79370	172 42 31	206 18 31	25 15 41	0,1964455	0,5609166	Thraen
(E) 360	1885 I	März 7,64113	183 55 49	334 36 56	12 54 1	9,5344196	0,8457761	Backlund

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
361	1885 II	Aug. 5,54394	178 27 1	92 17 10	80 39 26	0,3992904	1,0028519	Berberich
362	1885III	Aug. 10,6386	43 51 33	204 45 25	59 6 35	9,874568	0,982263	Klumpke
) 363	1885IV	Sept. 11,2984	206 47 11	269 42 0	54 19 47	0,010563	0,821546	Rahts
364	1885 V	Nov. 25,51151	35 36 45	262 12 11	42 26 33	0,0332408	—	Fr. Cohn
365	1886 I	April 5,96890	126 35 26	36 22 39	82 37 17	9,807767	—	Svedstrup
366	1886 II	Mai 3,29332	119 36 29	68 19 10	84 26 5	9,6805802	1,00022860	Thraen
367	1886III	Mai 4,45145	38 33 33	287 45 33	100 12 7	9,925294	—	Celoria
368	1886IV	Juni 6,69108	176 47 55	53 28 57	12 43 26	0,123107	0,5787392	S. Oppenheim
369	1886 V	Juni 7,39549	201 13 21	192 42 6	87 44 23	9,431999	—	Krueger
( ) 370	1886 VI	Sept. 4,39181	172 2 7	104 7 30	14 31 40	9,9471854	0,7261780	v. Haerdtl
( ) 371	1886 VII	Nov. 22,39464	315 5 35	52 28 54	3 1 41	9,9989350	0,7178652	Schulhof
372	1886VIII	Nov. 28,38161	31 53 16	258 11 58	85 35 18	0,170274	—	Egbert
373	1886IX	Dez. 16,50319	86 20 18	137 22 34	101 37 34	9,8217257	1,0003824	Buschbaum
374	1887 I	Jan. 11,34421	65 22,2	339 38 1	137 37 3	7,73914	—	H. Oppenheim
375	1887 II	März 17,37426	159 25 19	279 55 56	104 16 18	0,212202	0,9846095	Stechert
376	1887III	März 28,43115	36 31 36	135 27 4	139 47 26	0,0028251	1,10004192	Heinricius
377	1887IV	Juni 16,66988	15 8 3	245 13 22	17 33 9	0,1442046	0,9960879	F. Muller
) 378	1887 V	Okt. 8,48531	65 20 11	84 32 20	44 34 16	0,0788620	0,9311297	Ginzel
379	1888 I	März 17,00832	359 55 31	245 22 56	42 15 10	9,8443367	0,9958467	Tennant
) 380	1888 II	Juni 27,99670	183 57 5	334 38 51	12 53 6	9,5354100	0,8454694	Backlund u. Seraphimoff
381	1888III	Juli 31,14287	59 12 8	101 29 51	74 11 41	9,9553154	0,9999079	Millosewich
) 382	1888IV	Aug. 19,94	201 13 22	209 35 25	11 19 40	0,2400848	0,5490171	Möller
383	1888 V	Sept. 12,7776	290 46 57	137 31 48	56 20 51	0,183996	0,991113	Searle
384	1889 I	Jan. 31,17837	340 27 40	357 25 15	166 22 13	0,2588515	1,0010863	Berberich
385	1889 II	Juni 10,77911	236 5 5	310 42 36	163 50 31	0,3532083	0,9995208	Millosewich
386	1889III	Juni 20,75088	60 8 5	270 58 4	31 12 50	0,042338	0,956665	Berberich
387	1889IV	Juli 19,28009	345 51 58	286 9 47	65 58 41	0,016890	0,996504	Berberich
388	1889 V	Sept. 30,33971	343 35 51	17 59 4	6 4 7	0,2899980	0,4707799	Bauschinger
389	1889 VI	Nov. 29,5787	69 45 54	330 24 52	10 16 33	0,132336	0,68460	Coniel
390	1890 I	Jan. 26,48682	199 51 26	8 28 42	56 44 22	9,430965	—	Seydler
391	1890 II	Juni 1,53952	68 56 4	320 20 43	120 33 22	0,280484	1,000410	Strömgren
392	1890III	Juli 8,54656	85 39 37	14 18 25	63 20 4	9,8831669	—	Ebert
393	1890IV	Aug. 6,8892	331 15 4	85 22 50	154 18 27	0,311053	0,995872	Venturi
d) 394	1890 V	Sept. 17,49316	172 58 2	146 16 32	15 42 41	0,1219017	0,6271251	Leveau
395	1890 VI	Sept. 24,51453	163 2 18	100 7 13	98 56 30	0,100448	0,9991542	Bobrinsky
396	1890 VII	Okt. 26,12523	13 5 42	45 8 8	12 51 30	0,2595701	0,4727455	Tennant
397	1891 I	April 27,52749	178 45 21	193 56 3	120 31 30	9,599770	1,0000740	E. Lamp
V) 398	1891 II	Sept. 3,43865	172 48 26	206 22 17	25 14 34	0,2021579	0,5571859	Thraen
) 399	1891III	Okt. 17,98599	183 57 20	334 41 27	12 54 58	9,5320821	0,8467347	Backlund
400	1891IV	Nov. 12,9120	268 33 1	217 38 58	77 42 34	9,989838	—	Froebe

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
(T_3-S) 401	1891 V	Nov. 14,95835	106 43 1	296 31 15	5 23 14	0,036071	0,6527024	Bossert
402	1892 I	April 6,65953	24 31 11	240 54 15	38 42 21	0,011499	0,998613	Berberich
403	1892 II	Mai 11,18970	129 18 34	253 25 42	89 42 4	0,294619	—	Schorr
404	1892III	Juni 13,5099	14 34 36	331 34 54	20 46 59	0,3311535	0,4080508	Corrigan
(W) 405	1892IV	Juni 30,89430	172 6 27	104 4 37	14 31 34	9,9477053	0,7259908	v. Haerdtl
406	1892 V	Dez. 11,13512	170 19 6	206 42 29	31 10 36	0,1546264	0,5781439	Porter
407	1892 VI	Dez. 28,1044	252 42 35	264 29 32	24 47 47	9,989320	—	H. Oppenheim
408	1893 I	Jan. 6,50236	85 13 19	185 38 28	143 51 49	0,0774075	—	Isham und Porter
409	1893 II	Juli 7,28162	47 7 37	337 20 24	159 57 58	9,829020	—	Cerulli
(Fi) 410	1893III	Juli 12,18195	315 31 51	52 27 43	3 2 2	9,9952568	0,7195062	Schulhof
411	1893IV	Sept. 19,22882	347 27 4	174 55 12	129 50 14	9,909551	0,996488	Peyra
412	1894 I	Febr. 9,47	46 15 54	84 21 51	5 31 47	0,059753	0,698346	Schulhof
413	1894 II	April 13,5213	324 17 17	206 20 59	87 3 52	9,992741	—	Kohlschütter
414	1894III	April 23,2470	185 4 55	121 10 5	12 44 22	0,130517	0,55108	Schulhof
415	1894IV	Okt. 12,19466	296 34 35	48 44 37	2 54 56	0,143645	0,571895	Chandler
(E) 416	1895 I	Febr. 4,7440	183 57 28	334 44 51	12 54 24	9,5328435	0,84623	Backlund
417	1895 II	Aug. 20,83	167 46 8	170 18 8	3 0 15	0,113144	0,65155	Schulhof
418	1895III	Okt. 21,06	298 46 20	83 5 3	76 14 57	9,925864	—	Berberich
419	1895IV	Dez. 18,3387	272 40 23	320 30 48	141 36 39	9,283259	—	Aitken
420	1896 I	Jan. 31,7839	358 20 15	208 50 25	155 44 49	9,768889	—	Buchholz
(F) 421	1896 II	März 19,4	201 12 52	209 35 25	11 19 40	0,240084	0,54902	Engström
422	1896III	April 17,6520	1 43 55	178 15 28	55 33 43	9,753076	—	Bidschof
423	1896IV	Juli 10,951	41 2 7	151 2 1	88 25 36	0,057853	—	Lamp
424	1896 V	Okt. 27,786	140 23 17	193 16 10	11 23 7	0,163746	0,59622	Giacobini
(Brooks 1889, V) 425	1896 VI	Nov. 4,154	343 47 35	18 1 8	6 3 34	0,292103	0,469435	Bauschinger
426	1896 VII	Nov. 24,6353	163 54 2	246 37 12	13 40 17	0,045425	0,67928	H. Osten
427	1897 I	Febr. 8,0884	187 42 20	86 28 31	146 8 44	0,026336	—	Merfield
(d'A) 428	1897 II	Mai 21,706	173 4 11	146 21 19	15 43 30	0,120979	0,627308	Leveau
429	1897III	Dez. 8,6493	65 53 58	32 3 9	69 35 58	0,132477	—	Wessel
430	1898 I	März 17,0820	47 15 4	262 24 37	72 32 45	0,039204	0,976733	Berberich
(W) 431	1898 II	März 20,504	173 21 27	100 33 11	16 59 34	9,965724	0,7147236	Haerdtl
(E) 432	1898III	Mai 26,806	183 58 56	334 46 43	12 54 37	9,5328435	0,846387	Iwanow
(Wo) 433	1898IV	Juli 4,57	172 52 34	206 29 4	25 12 16	0,204943	0,555337	Thraen
434	1898 V	Juli 25,5200	22 24 35	278 17 10	166 51 1	0,176460	—	Stichtenoth
435	1898 VI	Aug. 16,2066	205 36 24	259 6 12	70 1 37	9,796950	—	Parrim
436	1898 VII	Sept. 14,1109	233 18 4	73 59 23	69 54 46	0,230644	—	Merfield
437	1898VIII	Sept. 20,1602	4 38 0	95 51 36	22 30 20	0,358892	—	Coddington
438	1898IX	Okt. 20,54741	162 20 25	34 53 32	28 51 1	9,623749	—	Berberich
439	1898 X	Nov. 23,160	123 33 41	96 20 1	140 21 4	9,878516	—	Ristenpart
440	1899 I	April 12,9844	8 48 52	25 0 55	146 15 48	9,513114	—	Kreutz

Nr.	Jahr	Durchgang durch das Perihel in m. Par. Zeit T	Argument des Perihels ω	Länge d. aufst. Knotens ☊	Neigung i	Log. der Perihel-distanz $\log q$	Excentrizität e	Name des Berechners
			° ′ ″	° ′ ″	° ′ ″			
mes 92) 441	1899 II	April 28,06	16 4 21	341 43 32	20 48 10	0,327941	0,411346	Zwiers
Tu) 442	1899,III	Mai 4,54	206 39 4	269 49 54	54 29 16	0,008264	0,821713	Rahts
T_2) 443	1899 IV	Juli 28,54	185 36 20	120 57 56	12 38 53	0,14258	0,54211	Schulhof
444	1899 V	Sept. 13,888	10 9 54	272 16 12	77 3 8	0,251158	—	Winther

Über einige wichtigere Kometen dieses Verzeichnisses mögen hier speciellere Angaben folgen:

1770 I. Von Messier am 14. Juni entdeckt, lichtschwach und nur gegen Ende des Monats auf kurze Zeit auch dem bloßen Auge sichtbar, am Fernrohr bis zum 2. Oktober beobachtet. Er kam am 1. Juni der Erde bis auf 0,015 Erdbahnhalbmesser nahe, ohne die geringste Störung der Erdbewegung zu verursachen. Die Unmöglichkeit, die Bewegung des Kometen durch eine Parabel darzustellen, führte anfangs zu der Vermutung, die Bahn sei durch die störende Einwirkung der Erde umgestaltet worden, allein Du Sojour zeigte, daß dies nicht der Fall sein könne. Erst Lexell erkannte[1]), daß der Komet sich in einer elliptischen Bahn mit 5,587 Jahren Umlaufszeit bewege. Die Rechnungen Burckhardts[2]) zeigten dann, daß der Komet 1767 bei seiner bedeutenden Annäherung an den Jupiter durch diesen in seine enge elliptische Bahn geworfen, aber 1779 durch eine entgegengesetzte Wirkung wieder aus ihr entfernt worden sei. Später (1848) hat Leverrier[3]) nachgewiesen, daß Burckhardts Rechnungen nur teilweise richtig seien, indem vor 1767 die Perihelditanz des Kometen nicht über drei, die halbe, große Achse nicht über fünf Erdbahnhalbmesser betragen haben könne. Zuletzt gab d'Arrest[4]) eine genauere Berechnung der Ellipse, die der Komet vor 1767 beschrieb, nämlich: letzter Periheldurchgang 1757, Dezember 28,420 mittlerer Zeit von Paris, halbe große Achse 5,065577, Excentrizität 0,415690, Perihelditanz 2,959860, Länge des Perihels 44° 22′ 18″, Länge des aufsteigenden Knotens 349° 25′ 19″, Neigung gegen die Ekliptik 42° 10′ 31″.

1826 I. Am 27. Februar von Biela entdeckt[5]) und später durch seine Teilung und sein Verschwinden berühmt. Er wurde zuerst 1772 am 8. März von Montagne gesehen, aber damals nicht als periodisch erkannt. Im Jahre 1826 erschien der Komet als Nebelmasse ohne Schweif. Bei der Rückkehr 1845 und 1846 zeigte sich die Trennung, welche zuerst Maury in Washington am 29. Dezember sah. In Europa bemerkte man die Trennung erst gegen Mitte und Ende Januar, obgleich schon am 19. Dezember Hind eine Hervorragung gegen Norden an der noch ungeteilten Nebelmasse wahrgenommen hatte. Am 14. Januar 1846 sah Wichmann am Königsberger Heliometer

[1]) Phil. Transact. 1779. — [2]) Mém. de l'Institut 1806. — [3]) Compt. rend. Ac. Paris, T. 26, p. 465. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 1087. — [5]) A. a. O., Nr. 92.

nichts Auffallendes in der Erscheinung des Kometen, aber am folgenden Abend erblickte er zwei ganz deutlich getrennte Nebel von verschiedener Helligkeit [1]). Die Entfernung der Mittelpunkte beider betrug am 26. Januar 165,1″, am 27. Januar 169,3″, am 14. Februar 312,2″, am 20. Februar 385″, am 5. März 9′ 19″ [2]).

Am 14. Februar zeigte sich nach Enckes Bericht [3]) die merkwürdige Erscheinung, daß der Kopf, der bisher der hellere war, sehr entschieden schwächer erschien. Der hellere Kopf ging nördlich voran. Am 18. Februar war der südlich folgende entschieden heller und so auch am 24. Februar [4]). Am 10. März erschien der Nebenkomet auf der Berliner Sternwarte so schwach, daß er nicht beobachtet wurde.

Nach den Beobachtungen von Paschen scheint die Helligkeit des nördlichen Kometen in der Mitte Februar ein Maximum erreicht und darauf fortwährend abgenommen zu haben [5]).

Struve fand am 19. Februar die Distanz beider Kerne gleich 6′ 7″, am 21. gleich 6′ 33″, am 4. März gleich 7′ 20″, am 5. gleich 9′ 19″, am 23. gleich 13′ 32″. Doch war diese Zunahme der Entfernung nach Plantamours Untersuchungen durchaus nur eine scheinbare und von der Annäherung an die Erde herrührend.

Nach d'Arrests Rechnung ergeben sich die linearen Distanzen beider Kometenkerne für die verschiedenen Beobachtungstage wie folgt:

1846, 14. Januar . .	38 390	geogr.	Meilen
24. „ . .	40 420	„	„
3. Februar . .	41 529	„	„
13. „ . .	41 822	„	„
23. „ . .	41 572	„	„
5. März . . .	41 091	„	„
15. „ . . .	39 053	„	„
25. „ . . .	37 339	„	„

Das Maximum des wechselseitigen Abstandes fiel zusammen mit der Zeit des Periheldurchganges am 11. Februar 1846 und betrug ungefähr 41 930 Meilen. Diese Zahlen gelten übrigens für die frühere Enckesche Sonnenparallaxe.

Höchst auffallend erscheint bei den Zwillingskometen, die beide als vollständige und geschweifte Gestirne erschienen, der Helligkeitswechsel. Der allmählich anwachsende Nebenkomet übertraf eine Zeit lang das Muttergestirn, aber bis zum 24. März nahm er bis zur Unsichtbarkeit ab, während der größere erst am 20. April verschwand.

Im Spätsommer 1852 kehrten beide Gestirne, der Rechnung gemäß, zur Sonne zurück und wurden in Rom, Pulkowo, Cambridge (England) und Berlin beobachtet. Die gegenseitige Distanz beider Kerne hatte sich bedeutend vermehrt; nach d'Arrest war dieselbe an verschiedenen Tagen folgende:

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 554. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 557. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 554. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 555. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 562.

1852, 27.	August	325 682	geogr. Meilen
4.	September. . .	338 324	„ „
12.	„ . . .	347 526	„ „
20.	„ . . .	352 342	„ „
28.	„ . . .	350 310	„ „

Auch diesmal fiel der größte Abstand mit dem Perihel zusammen.

Im Jahre 1859 konnte das Gestirn wegen der Lage seiner Bahn nicht beobachtet werden, dagegen mußte es im Winter 1866 für die Erde gut sichtbar werden. Nach den Rechnungen von Dr. G. Michez mußte sich das Doppelgestirn zwischen dem 2. September 1865 und dem 11. März 1866 innerhalb eines Teiles des Himmelsgewölbes bewegen, der zwischen $0^h\ 17^m\ 10^s$ und $7^h\ 59^m\ 25^s$ Rektascension und $+ 23^0\ 27{,}9'$ und $— 49^0\ 42{,}6'$ Deklination liegt. Indes ist der Komet nicht aufgefunden worden, obgleich besonders d'Arrest und Secchi mit ihren großen Instrumenten eifrig danach suchten und der letztgenannte Astronom bei dieser Gelegenheit 14 neue Nebelflecke entdeckte.

Auch später ist der Komet nicht wieder gesehen worden.

1843 I. Dieser Komet wurde am 28. Februar am hellen Tage nahe bei der Sonne mit bloßem Auge gesehen. Zu Parma sah man, von beschattetem Standpunkte aus, damals selbst den Schweif in einer Länge von 4^0 bis 5^0; abends entwickelte sich derselbe zu einer Länge von 50^0 bis 60^0 und bildete im Gegensatz zu dem sehr unscheinbaren Kopfe eine imposante Erscheinung. Nach Hubbards Berechnung war der Abstand des Kometenkopfes vom Centrum der Sonne im Perihel (am 28. Februar) nur 0,0055383, und die Umlaufszeit beträgt 533 Jahre. Diese Resultate sind durch die spätere Berechnung von Prof. Kreutz im wesentlichen bestätigt worden. Derselbe fand ferner, daß die später oft behauptete Identität mit dem Kometen 1880 I nicht aufrecht zu erhalten ist, daß dagegen die Annahme der gleichen Umlaufszeit mit dem Kometen 1882 II den Beobachtungen nicht widerspricht, während die Voraussetzung einer Identität mit dem Kometen von 1668 unstatthaft ist.

1861 I, von Thatcher entdeckt und später dem bloßen Auge sichtbar. Die Umlaufsdauer von 415 Jahren ist unsicher. Dagegen ist der von Prof. Weiß nachgewiesene Zusammenhang mit den aus dem Sternbilde der Leyer um den 20. April ausstrahlenden Meteoren unzweifelhaft. Letztere beschreiben eine Bahn, welche mit derjenigen des Kometen sehr nahe übereinstimmt.

1862 III. Von Swift und Tuttle entdeckt und im August auch dem bloßen Auge sichtbar, mit 10^0 bis 20^0 langem Schweif. Der Komet zeigte merkwürdige Veränderungen seiner Helligkeit, die nach J. Schmidt auf eine zwei- bis siebentägige Periode des Lichtwechsels deuteten. Die größte Helligkeit fand ich, mit Schmidt übereinstimmend, am 24. August, einige Tage nach dem Durchgange des Kometen durch das Perihel. Zwischen dem 7. Juli und 7. August zeigte das Gestirn einen Nebenschweif von variabler Helligkeit und Gestalt, am 21. August noch einen dritten kurzen Schweif. Dieser Komet ist dadurch merkwürdig, daß in seiner Bahn der Schwarm der Augustmeteore (Perseiden) einhergeht.

1866 I, von Tempel entdeckt und teleskopisch, ausgezeichnet durch seine kurze Umlaufsdauer von 33,18 Jahren und als Stammvater der Leoniden-Sternschnuppen. Nach Prof. Newton ist der Komet identisch mit einem im Oktober 1366 erschienenen, dem etwa zwei Wochen ein großer Sternschnuppenfall voraufging. Die Untersuchung der chinesischen Beobachtungen durch Hind hat Newtons Vermutung bestätigt.

1880 I. Dieser glänzende Komet wurde am 31. Januar in Australien und Südamerika kurze Zeit nach Sonnenuntergang bemerkt, indem sein Schweif als schmaler, 30° bis 40° langer Lichtstreif von dem Untergangspunkte der Sonne ausging. Die ersten Bahnberechnungen führten schon auf eine große Ähnlichkeit der Bahn mit dem Kometen von 1843 I, besonders auch in Bezug auf die äußerst kleine Periheldistanz. Der Komet kam im Perihel der Sonnenoberfläche bis auf 185 000 km nahe, durchstrich also Regionen der Sonnenatmosphäre, bis zu denen Protuberanzen aufsteigen. Im Perihel durchlief er 180° in etwas über 2^h, und seine größte Geschwindigkeit betrug 73 Meilen in der Sekunde. Trotz der großen Ähnlichkeit der Bahnelemente mit dem Kometen 1843 I ist nach Prof. Kreutz eine Identität beider völlig ausgeschlossen.

1882 I, der Komet Wels. Auch dieser Komet kam der Sonne außerordentlich nahe, obgleich seine Periheldistanz von 0,061 merklich größer ist als diejenige der Kometen 1843, 1880 und 1881. Die Beobachtungen umfassen den Zeitraum vom 19. März bis 16. August, und D. v. Rebeur-Paschwitz hat aus denselben definitive Bahnelemente des Kometen berechnet [1]). Um einen etwaigen Widerstand, den der Komet bei seiner Bewegung in der Nähe der Sonne erfahren haben könnte, zu erkennen, hat der Berechner die Bahn sowohl aus den Beobachtungen vor dem Perihel wie nach demselben abgeleitet, wobei sich ergab, daß ein merkbarer Widerstand der Bewegung nicht vorhanden ist. Die Geschwindigkeit im Perihel betrug 170,746 km in der Sekunde. Über das spektroskopische Verhalten des Kometen ist oben berichtet.

1882 II, der sogenannte große Septemberkomet. Seine Bewegung ist in mustergültiger Weise von Prof. H. Kreutz untersucht worden [2]). Finlay sah ihn am Kap am 8. September 5^h früh, und am 17. beobachtete man dort den Vorübergang des Kometen vor der Sonne, die einzige Beobachtung dieser Art in der Geschichte der Astronomie. Sie ist indessen insofern negativ, als von dem Kometen vor der Sonnenscheibe keine Spur zu sehen war. Bis zum 18. September war der Komet außerordentlich hell und ein Gegenstand allgemeiner Bewunderung des Publikums, dann nahm die Helligkeit ab. Gegen den 24. September fing er an in den Morgenstunden vor Sonnenaufgang als eins der glänzendsten Himmelsobjekte aller Zeiten sichtbar zu werden. Der Periheldurchgang fand am 17. September statt, und der Komet ging in 450 000 km Abstand von der Sonnenoberfläche durch die Korona. Gegen Ende September zeigte der Kern eine Verlängerung und zerfiel Anfangs Oktober in vier Kerne, gleichzeitig machte sich in der Umgebung des

---

[1]) Veröffentl. der Großherzogl. Sternwarte zu Karlsruhe, Heft 3, 1890. — [2]) Publ. d. Sternwarte zu Kiel, Heft 1, 1888; Heft 6, 1891.

Kopfes eine Erscheinung geltend, welche von J. Schmidt als Nebelrohr, von anderen als gegen die Sonne gerichteter Schweif beschrieben wird. In den Frühstunden des 10. Oktober sah Schmidt in der Nähe des Kometen eine Nebelmasse, deren Entfernung von demselben in den nächsten Tagen zunahm; Barnard entdeckte am 14. Oktober etwa 6° südwestlich vom Kometenkopfe nicht weniger als sechs Nebel, die kleinen teleskopischen Kometen mit centraler Verdichtung im Centrum glichen. Von den vier Kernpunkten war (2) der hellste, auf ihn hat Prof. Kreutz die Ortsbestimmungen bei der ersten Bahnberechnung bezogen und fand eine Umlaufszeit des Kometen von 772,0 ± 2,9 Jahren. Wenn nun auch vor der Teilung des Kernes der Schwerpunkt des Kometen nur in dem Kerne liegen konnte, so ist doch ungewiß, in welchem der vier Teilkerne später der Schwerpunkt zu suchen ist, er konnte, wie mit (2), ebensogut mit (1), (3) oder (4) zusammenfallen, ja es war selbst möglich, daß er an irgend einer keineswegs durch besondere Helligkeit ausgezeichneten Stelle auf der Linie sich befand, welche durch die vier Kerne hindurchging. Dr. Kreutz hat alle diese Möglichkeiten in seiner zweiten Abhandlung geprüft. Das Resultat der umfangreichen Rechnungen lautet, daß nur der Punkt (1) (der sonnennächste) in einer Bahn läuft, welche merklich von der Bahn des ursprünglichen, einfachen Kernes abweicht, daß aber die anderen drei Kerne oder irgend eine zwischen denselben liegende Stelle der Kernlinie mit gleichem Rechte als Schwerpunkt des Ganzen aufgefaßt werden können. Mit anderen Worten: die Bahnen aller Punkte, die innerhalb der Kerne (2) und (4) liegen, gehen, rückwärts verlängert, gleich genau durch die im September beobachteten Örter des ungeteilten Kernes. Die Bahnen der vier Teilkerne sind allerdings unter sich sehr verschieden, und zwar hauptsächlich in den Umlaufszeiten, welche der Reihe nach 670, 770, 880 und 960 Jahre betragen.

Für den ursprünglichen Kern ist eine Umlaufszeit von 770 Jahren, wie Kreutz zeigt, weniger wahrscheinlich als eine noch größere, etwa die des dritten Kernes (880 Jahre); als obere Grenze kann man, wie aus besonderen Eigentümlichkeiten der Bahnen der Teilkerne sich nachweisen läßt, den Wert von 1000 Jahren ansehen, so daß wir also nicht mehr erfahren können, als daß der Komet zuletzt zwischen 880 und 1110 unserer Zeitrechnung erschienen sein muß. Die nächste Wiederkunft findet natürlich für jeden Einzelkern besonders statt, und zwar werden, da die oben angegebenen Umlaufszeiten bis auf ein oder zwei Prozente sicher zu sein scheinen, statt des Kometen 1882 II vier Kometen um die Jahre 2550, 2650, 2760 und 2840 wiederkehren. Eine ähnliche frühere Katastrophe mag wohl die Geburtsstunde der Kometen 1843 I, 1880 I und 1887 I gewesen sein.

Prof. Kreutz behandelte auch die Frage nach der Ursache der Teilung. Es genügt in dieser Beziehung die einfache Annahme einer Kraft, welche, vom Mittelpunkte des ursprünglichen Kernes aus wirkend, zur Zeit der Sonnennähe die Geschwindigkeiten der einzelnen Teile etwas modifizierte Die Ablösung der äußeren Kerne (1) und (4) würde nur eine relative Änderung der Geschwindigkeiten von 2,6 m bedingen, während die Bahngeschwindigkeit 478 km (im Perihel) betrug. Denkt man an die rasche Ausdehnung des

Kernes infolge der rapiden Erwärmung in der unmittelbaren Nähe der Sonne, so braucht man nicht nach anderen Naturkräften zur Erklärung zu suchen. Von einem Widerstande in der Sonnenatmosphäre findet sich keine Andeutung.

Schließlich macht Kreutz noch auf eine eigentümliche Beziehung der Bahnlagen der Kometen 1882 II und 1843 I aufmerksam. Es ergiebt sich nämlich, daß die Schnittlinie der Bahnebenen mit den beiden großen Achsen der Kometenbahnen zusammenfällt, und da ferner die Periheldistanzen beider Kometen nahe gleich sind, so schließt er hieraus, daß die beiden Kometen Stücke eines Hauptkometen sind, und daß die Trennung zu irgend einer frühern Zeit im Perihel oder nahe demselben vor sich gegangen ist. Als Analogon hierzu könne man beim Kometen 1882 II das Auftreten der Nebenkometen betrachten, weniger dagegen die Auflösung des Kernes, da die Kernpunkte die ursprüngliche Bahnebene nicht verlassen haben.

1886 II. Für diesen Kometen hat A. Thraen eine hyperbolische Bahn gefunden und eine genaue Berechnung der Störungen, welche derselbe innerhalb des Sonnensystems durch Jupiter und Saturn erlitt, ausgeführt[1]). Es ergaben sich für die Bahnexcentrizitäten folgende Werte:

Oskulationsepoche	
1885, 8. Dezember . .	$e = 1{,}000228$
1884, 15. August . . .	1,000177
1883, 23. April . . .	1,000052
1882, 5. Oktober . .	1,000002

Hieraus schließt Thraen, daß bei noch weiterm Zurückgehen die Bahnexcentrizität dieses Kometen unter 1 herabsinken würde und der Komet sich also in elliptischer Bahn der Sonne genähert hätte. Ferner liege die Vermutung nahe, daß auch andere Kometen mit schwach hyperbolischen Bahnen ihre Hyperbeln den Störungen im Bereiche des Planetensystems verdanken, so z. B. der Komet 1825 I.

1889 V. Dieser Komet wurde am 6. Juli von Brooks zu Geneva entdeckt und gehört zu den merkwürdigsten Gestirnen der ganzen Klasse. Er zeigte, wie zuerst E. E. Barnard auf der Lick-Sternwarte sah[2]), eine Anzahl kleiner Begleiter, die sich wie Abkömmlinge des Hauptgestirns ausnahmen. Die Messungen lehren indessen, daß die Abtrennung vom Hauptgestirn keineswegs ein Vorgang sein könne, welcher sich in kurz der Entdeckung vorausgehenden Tagen vollzogen habe. Ihre Bildung als selbständige Körper hat vielleicht schon 1886 stattgefunden, als der Hauptkomet sich dem Jupiter außerordentlich näherte. Diese Begleiter zeigten sich in jeder Hinsicht als bestimmte Kometen nach Gestalt und Individualität, so gut wie das Hauptgestirn selbst. Sie sind von Barnard vor dem 1. August nicht gesehen worden, weil am 8., 9. und 10. Juli Mondschein hinderlich war und später der 12zöllige Refraktor wegen einer notwendigen Reparatur bis zum 1. August außer Benutzung bleiben mußte.

Diese Begleitkometen sind zum Teil auch auf anderen Sternwarten,

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3249. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2988.

hauptsächlich zu Wien und Pulkowo, gesehen worden, nirgends aber so lange und so vollständig als auf Mount Hamilton. Barnard bezeichnet den Hauptkometen mit *A*, die vier Begleiter desselben mit *B*, *C*, *D*, *E*.

Auf Mount Hamilton ist das ganze Kometensystem während seiner Sichtbarkeit bei jeder Gelegenheit, die sich darbot, mit dem großen Refraktor beobachtet worden, von dem Tage der Wahrnehmung der Begleiter an bis zu dem Augenblicke, wo sie aus dem Gesicht verloren wurden. Die nebelige Hülle oder Scheide, welche man in Wien um den Hauptkometen und seine Begleiter zu erkennen glaubte, war an dem nämlichen Tage am großen Refraktor der Lick-Sternwarte nicht zu sehen, obgleich man dort nach einer solchen nebeligen Verbindung sehr aufmerksam suchte. Brooks sah am 7. August „ein Fragment, welches sich rückwärts über den Schweif des Kometen bewegte", auch dieses ward auf Mount Hamilton nicht gesehen und kann schwerlich ein Begleiter des Kometen gewesen sein, sondern ist höchst wahrscheinlich der Nebel Nr. 38 des neuen Generalkatalogs.

Der nächste Begleiter *B* ist nur auf der Lick-Sternwarte und in Wien gemessen worden, doch hat man ihn auch zu Pulkowo gesehen. Der Begleiter *C* ist dagegen zu Pulkowo und an vielen anderen Orten gesehen worden. Barnard hat alle ihm zugänglich gewesenen Beobachtungen der Begleiter, nach Positionswinkel und Distanz, gesammelt und diskutiert. Die bei weitem meisten Beobachtungen entfallen darunter auf Mount Hamilton. Die beiden Begleiter *D* und *E* sind auf Mount Hamilton nur allein am 36-Zoller gesehen worden, die anderen auch am 12-Zoller. Die beiden erst gesehenen Begleiter waren auf Mount Hamilton am 1. August als schwache Nebel mit Kern erkannt worden, am nächsten Tage erwies sich dann ihre wahre Natur. Der Hauptkomet zeigte damals einen kleinen Kern 12. Größe umgeben von schmaler Nebelhülle 11. Größe, von dem ein heller Strich in den 15′ langen Schweif verlief. Der Begleiter *B* stellt sich als Miniaturform des Hauptkometen dar, von 13. Größe, mit kleinem sternartigen Kern und äußerst feinem Schweif gegen *A* hin. *C* war größer als *B*, etwa 10″ im Durchmesser, hatte einen ganz außerordentlich feinen Kern und eine Verlängerung gegen *B* hin. Am 5. September sah man *B* zum letztenmal am 36-Zoller; dieser Begleiter war damals zu schwach, um seine Position zu messen. *C* konnte noch bis zum 25. November verfolgt werden, wo er für den großen Refraktor an der äußersten Grenze der Sichtbarkeit stand. Seine Entfernung vom Hauptkometen betrug damals 250″.

Über die Veränderungen im Aussehen und in der Helligkeit der Begleiter macht Barnard folgende Angaben: Zuerst war *B* ziemlich gut entwickelt, klein, ansehnlich hell, mit Kern und Schweif, während *C*, obgleich größer, mehr verwaschen erschien. Nach einigen Wochen begann *B* sich zu vergrößern und verwaschen zu werden, gleichsam als wenn er sich auflösen wollte. In den letzten Tagen des August zeigte jede folgende Nacht eine bemerkenswerte Veränderung, indem der Begleiter rasch diffuser und schwächer wurde, gleichzeitig aber sich ausdehnte und seine centrale Kondensation verlor. Er schien gegen *A* hin am verwaschensten, gleichsam als wenn er in diesen Hauptkometen hinein absorbiert würde. Während der letzten Tage seiner Existenz

waren diese Veränderungen sehr ausgesprochen, und am 5. September erschien an seinem Orte nur eine große, außerordentlich schwache und aufgelöste Nebeligkeit. Es ist, bemerkt Barnard, nicht der geringste Zweifel, daß dieser Begleiter thatsächlich verschwunden ist und aufgehört hat zu existieren, wenn er nicht gar von dem Hauptkometen absorbiert wurde. Bis zu dieser Zeit näherten sich die Kometen der Erde und mußten theoretisch an Helligkeit abnehmen.

Bei der ersten Beobachtung von *C* war dieser größer und verwaschener als *B* und lichtschwächer. Er hatte einen kleinen Kern und Schweif und war sehr schwach im Vergleich zum Hauptkometen, vielleicht fünfmal lichtschwächer als dieser. Dann nahm er an Helligkeit zu, wurde schärfer begrenzt und entwickelte eine centrale Kondensation mit Kern. Am 31. August war er thatsächlich heller als der Hauptkomet und wohl entwickelt mit Kern und Schweif. Nach dieser Zeit schien der Hauptkomet für einige Tage etwas an Helligkeit abzunehmen, später waren *A* und *C* bisweilen gleich hell. Von Mitte September an nahm *C* allmählich ab, und am 27. September war *A* bereits beträchtlich heller als jener; dann schwand *C* zusehends, wurde verwaschener und gleichzeitig größer, und am 1. Oktober bestand zwischen *A* und *C* bereits ein beträchtlicher Helligkeitsunterschied. Im ganzen schien *C* denselben Verwandlungsprozeß zu durchlaufen wie *B*. Vom 25. November an verschwand er völlig am 36-Zoller, während *A* am 12-Zoller bis zum 20. März 1890 beobachtet werden konnte. Der Begleiter *C*, obgleich er zur Zeit die Helligkeit von *A* übertraf, war indessen höchstens nur ein Drittel so groß als dieser Hauptkomet. Ich glaube, fügt Barnard hinzu, daß kein Zweifel darüber sein kann, daß *B* und *C* als selbständige Körper aufgehört haben zu existieren. Am 26. August zeigte *B* eine plötzliche Änderung im Positionswinkel, und es scheint, daß diese in inniger Beziehung zu der schnellen Auflösung dieses Begleiters in den nächsten Tagen steht.

Schon die erste Bahnberechnung des Kometen durch Dr. Chandler führte diesen auf eine kurze Umlaufszeit von etwa sieben Jahren, gleichzeitig wies er darauf hin, daß der Komet 1886 dem Jupiter so nahe gekommen sei, daß dieser seine Bahn vollkommen umgestaltet hat. Vorher mußte er sich in einer Ellipse mit 27 Jahren Umlaufszeit bewegen und ferner 1779 dem Jupiter ebenfalls sehr nahe gekommen sein, so daß es anfangs schien, als ob er mit dem Lexellschen Kometen identisch sei. Dr. Charles Lane Poor hat später[1]) sämtliche Beobachtungen des Kometen 1889 V zu einer möglichst erschöpfenden Untersuchung der Bahn desselben benutzt und gefunden, daß dieser Komet sich 1886 eine Zeit lang innerhalb der Bahn des 1. Jupitermondes bewegte, ja daß das Centrum des Kometen möglicherweise die Oberfläche Jupiters gestreift hat, sicherlich aber hat es sich dieser Oberfläche bis 112300 englische Meilen genähert. Ferner ist äußerst wahrscheinlich, daß die Dauer, während deren der Komet sich innerhalb des Systems der Jupitermonde befand, $2{,}65^d$ betrug, und während dieser Zeit machte er fast einen vollen Umlauf um den Jupiter, indem er jovicentrisch einen Bogen von 313^0 beschrieb. Der Komet

[1]) Astron. Journal 1893.

trat in das Jupitersystem 1886 Juli 18,77 in 118° Länge, passierte den Jupiter in einer Distanz seines Centrums von 2,28 Jupiterhalbmessern Juli 20,10 und verließ das Jupitersystem Juli 21,43 in 71° Länge. Während dieser Zeit muß er, nach Dr. Poor, mit einem oder mehreren der Jupitersatelliten zusammengetroffen sein. Vor dem Jahre 1886 beschrieb der Komet, nach demselben Berechner, eine Ellipse, in der er sich mit einer Umlaufszeit zwischen 32,60 und 30,17 Jahren bewegte. Der verloren gegangene Lexellsche Komet wurde vom Jupiter 1779 in dem nämlichen Teile der Bahn des Jupiters gestört, wo dieser Planet und der Komet 1889 V sich am 20. Juli 1886 befanden. Der Zeitunterschied beider Störungen beträgt 107 Jahre. Die Periode des Kometen 1889 V von nahezu 31 Jahren ist kein aliquoter Teil von 107, demnach konnte der Komet 1779 nicht nahe dem Jupiter sein, falls er nicht andere und sehr erhebliche Störungen in der Zwischenzeit erlitten. Solche Störungen fanden zwar statt 1791 und 1827, allein sie waren derart, daß es sehr zweifelhaft bleibt, ob der Komet dadurch 1779 dem Jupiter sehr nahe gebracht wurde, was unbedingt erforderlich ist, wenn beide Kometen identisch sein sollen.

Was die Nebenkometen anbetrifft, so hat Prof. Bredichin für *C* eine Bahnberechnung ausgeführt [1]), welche wahrscheinlich macht, daß die Abtrennung dieses Begleiters (und der anderen) nahe beim Aphelium des Hauptkometen stattfand, also zu einer Zeit, wo dieser sich in seiner großen Jupiternähe befand (Mai 1886).

1890 II. Die hyperbolische Bahn dieses Kometen ist nach Dr. Strömgren durchaus sicher, da ihr wahrscheinlicher Fehler nicht 3 Proz. ihres Überschusses über die Einheit beträgt. Als der Berechner den Versuch machen wollte (wie Thraen beim Kometen 1886 II), den Einfluß der Störungen vom Jupiter und Saturn auf die Bahnform festzustellen, fand er, daß hierbei ein wichtiger Umstand übersehen worden [2]).

Wenn man nämlich die Störungen nach der Enckeschen Methode rückwärts rechnet, so erhält man die Koordinaten und die Geschwindigkeitskomponenten des Kometen in Bezug auf den Mittelpunkt der Sonne. Man kann nun zwar für einen beliebigen Zeitpunkt aus den so ermittelten Koordinaten und Geschwindigkeiten einen Kegelschnitt (die sogenannten oskulierenden Elemente der Epoche) berechnen, die z. B. als ein Hülfsmittel bei einer weiter zu führenden Störungsrechnung dienen können, aber diese Elemente geben für die von dem Kometen im Raume beschriebene Bahn niemals einen exakten Ausdruck. Die oskulierenden Elemente der Epoche geben diejenige Bahn um den Mittelpunkt der Sonne an, in welcher der Komet laufen würde, wenn in diesem Augenblicke die störenden Planeten vernichtet würden, wenn also der Komet nur der Attraktion der Sonne überlassen würde und außerdem die Sonne selbst mit ihrer in diesem Augenblicke stattfindenden, von den Störungen der großen Planeten verursachten Geschwindigkeit fortliefe. Von diesen Voraussetzungen kann thatsächlich aber die letztere niemals erfüllt werden, da die in der Lage der Sonne verursachten Störungen nur periodische Veränderungen

[1]) Astr. Nachr., Bd. 123, S. 321. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3605.

erleiden, aber nie gleich Null werden. Es giebt daher in der Natur keinen Bewegungszustand, welcher den „oskulierenden Elementen" genau entspricht, und auf die Frage nach der Bahn, in welcher sich der Komet ursprünglich unserer Sonne genähert hat, giebt die oskulierende Excentrizität keine Antwort.

Dr. Strömgren zeigt nun, daß man auf zwei Wegen die Schwierigkeit beseitigen und (von ihm sogenannte konvergierende) Bahnelemente erhalten kann, welche die Excentrizität der Bahn so ergeben, wie sie wirklich die ursprüngliche Beschaffenheit der Kometenbahn kennzeichnet.

Er hat nach diesen Methoden die Bahn des Kometen 1890 II berechnet. Das Resultat ist: Der Komet hat sich ursprünglich in einer hyperbolischen Bahn mit der Excentrizität 1,00012 der Sonne genähert, und dies ist der erste Fall, wo die Beschaffenheit der ursprünglichen Bahn eines sogenannten nichtperiodischen Kometen dargelegt worden ist.

Aus dem Vorstehenden geht hervor, daß die oskulierende Excentrizität einer Kometenbahn zur Zeit des Periheldurchganges nicht benutzt werden kann, um einen exakten Ausdruck der Beschaffenheit der Bahn zu geben für die Zeit, wo der Komet sich in großen Entfernungen von der Sonne befindet.

1892 II. Der Komet Holmes, am 6. November entdeckt, nachdem er schon seit Monaten sein Perihel passiert hatte und, wie die Bahnelemente erwiesen, geraume Zeit in beträchtlicher Helligkeit am Himmel gestanden haben mußte.

Das Aussehen des Kometen änderte sich zunächst wenig; nur fand gleichzeitig mit der Lichtabnahme eine bedeutende Vergrößerung der Koma statt, die allmählich bis zu 30′ (Ende November) anwuchs. Zugleich war die Durchsichtigkeit der blassen, kernlosen Nebelmasse so groß, daß schwache Sterne selbst durch den dichtesten Teil des Kometen hindurch gesehen werden konnten.

Ein kurzer, schwacher Schweif, der sich aber kaum über die Koma hinaus zu erstrecken schien, war gleich in den ersten Tagen nach der Entdeckung sichtbar. Eine am 10. November von Barnard aufgenommene Photographie zeigt denselben in einer Länge von über $^1/_2{}^0$; auf derselben Platte war ferner am Ende des Schweifes, 1^0 vom Kopfe entfernt, eine schwache, diffuse Nebelmasse zu erkennen, deren Zusammenhang mit dem Kometen wohl außer Zweifel steht, und welche auch von Campbell bei Gelegenheit seiner spektroskopischen Beobachtungen am 8. und 9. November bemerkt worden ist. Ein von Deslandres in Paris auf einer photographischen Aufnahme vom 21. November bemerkter Anfang einer Verdoppelung des Kernes ist durch anderweitige Beobachtungen nicht bestätigt worden.

Bis zum Eintritte des Mondscheins, Ende November, blieb der Komet dem bloßen Auge als blasser, kleiner Nebel sichtbar; Anfang Dezember war er auch mit mittleren Fernrohren noch leicht zu beobachten, nahm dann aber so rasch ab, daß er Anfang Januar 1893 nur noch an großen Refraktoren mit Mühe verfolgt werden konnte. Ein ganz abnormes Verhalten zeigte der Komet, dessen rasche Lichtabnahme schon nicht im Einklange mit der theoretischen Helligkeit gestanden hatte, am 16. Januar 1893. Während derselbe am 12. Januar im großen Straßburger Refraktor nur mit Schwierigkeit hatte beobachtet werden können und Hough in Evanston ihn noch am 14.

sehr schwach sah, fanden Palisa in Wien und Kobold in Straßburg am 16. ihn als fixsternartiges Objekt 7,8. Größe mit einer Nebelhülle von 30″ Durchmesser. Koma und Schweif waren ganz verschwunden. Schon in den nächsten Tagen begann der Komet allmählich sein gewohntes Aussehen wieder anzunehmen. Am 23. Januar war die Koma bereits wieder auf 2′ Durchmesser angewachsen, die Gesammthelligkeit aber immer noch die eines Sterns 8. Größe. Mitte Februar erschien er wie im Dezember als matter Nebel von 5′ bis 10′ Durchmesser. Am 13. März wurde er zuletzt in Wien gesehen. Es ist nicht unwahrscheinlich, daß der Komet erst kurz vor dem 6. November zu der beträchtlichen Helligkeit, die er damals zeigte, angewachsen ist; die Ursache dieses und des spätern Aufleuchtens in so beträchtlicher Entfernung von der Sonne ist zur Zeit völlig rätselhaft. Der Komet ist 1899 zurückgekehrt.

1894 IV. Der Komet Swift wurde am 20. November entdeckt und schon bald als vielleicht identisch mit dem Kometen 1844 I (de Vico) vermutet, der seit einem halben Jahrhundert nicht wieder gesehen worden war. Dieser letztere wurde am 22. August 1844 auf der Sternwarte zu Rom entdeckt und von Brünnow und Leverrier als periodisch mit $5^1/_2$ Jahren Umlaufszeit erkannt. Die Identität beider Kometen ist von Schulhof nachgewiesen worden [1]). Daß er 1844 gesehen wurde, ist vielleicht einem ungewöhnlichen Lichtausbruche (ähnlich wie beim Kometen Holmes) zuzuschreiben. Außerdem ist er, wie Leverrier nachgewiesen, identisch mit dem Kometen von 1678. Infolge seiner verhältnismäßig großen Periheldistanz ist er weniger als die Kometen Brorsen und Biela der zerstörenden Wirkung der Sonnenhitze ausgesetzt.

1895 II. Von Swift am 20. August entdeckt, periodisch mit der kurzen Umlaufszeit von 7,19 Jahren. Schulhof vermutete, daß er identisch sei mit dem Kometen 1770 I (Lexell), und hat nach dieser Richtung hin sehr umfassende Rechnungen ausgeführt [2]). Die Bestimmung der Umlaufszeit ist zwar bis auf 2 oder 3^d genau, aber diese geringe Unsicherheit genügt, um den Versuch zu vereiteln, die Störungen des Kometen 1779 genau zu ermitteln, was erforderlich ist, um die damaligen Bahnelemente mit denjenigen des Lexellschen Kometen zu vergleichen. Beide Kometen können möglicherweise um 1779,5 in der Aktionssphäre Jupiters gewesen sein, aber die Identität ist nur möglich, wenn die Umlaufszeit nach 1779 fast 9 Jahre betrug. Dann würde auch die Periheldistanz sehr groß gewesen sein, was erklären könnte, weshalb man den Kometen nicht wiedergesehen. Es wäre an sich durchaus nicht erstaunlich, wenn der Komet Swift ebenso wie der Komet Finlay mit dem Lexellschen Kometen identisch wäre. „Diese Kometen," bemerkt Schulhof, „scheinen eine Gruppe zu bilden, der wahrscheinlich auch die Kometen Wolf und Barnard (1892 V) und vielleicht auch derjenige von Giacobini und der Komet von 1585 angehören. Immer häufiger zeigen sich Fälle, in denen Kometen gewissermaßen als Fragmente auftauchen."

Die nächste Rückkehr des Kometen im Jahre 1902 wird unter ziemlich ungünstigen Sichtbarkeitsverhältnissen stattfinden. Die größte Helligkeit, die

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2367. — [2]) Compt. rend. Acad. Paris, Vol. 121, p. 628.

er erreicht, wird etwa gleich sein derjenigen, die er im November 1895 hatte, in der er noch an einigen Sternwarten beobachtet wurde. Man muß indessen hoffen, daß der Komet trotz seiner starken südlichen Deklination im Jahre 1902 gefunden wird. Sollte dies nicht der Fall sein, so wird man bis 1931 warten müssen, denn die Oppositionen von 1910, 1917 und 1924 werden ungünstigere Sichtbarkeitsverhältnisse des Kometen bringen als diejenigen von 1902.

1896 VII. Von Perrine auf der Lick-Sternwarte am 8. Dezember entdeckt. Der Komet hatte die Helligkeit eines Sterns 8. Größe und eine Nebelhülle von 5′ Durchmesser mit sternartiger Verdichtung. Der Kopf zeigte fächerförmige Ausstrahlung nach der nördlich vorangehenden Seite. Die Helligkeit des Kometen nahm rasch ab, so daß er Ende Januar 1897 nur noch mit Mühe gesehen werden konnte. Die Rechnungen von Ristenpart zeigen, daß der Komet die kurze Umlaufsdauer von 6,44 Jahren besitzt, und die Bahnelemente desselben sind sehr ähnlich denjenigen des Bielaschen Kometen. Von einer Identität beider kann keine Rede sein; indessen bleibt nach einer Hypothese von Dr. Berberich ein vormaliger Zusammenhang dieser beiden Kometen möglich, um so mehr, als der Bielasche Komet sich thatsächlich fast unter den Augen der Astronomen geteilt hat.

1899 I. Der Komet ist von Perrine am 36-Zoller der Lick-Sternwarte sorgfältig beobachtet worden [1]). Vor dem Perihel erschien er als runde, gegen die Mitte verdichtete Nebelmasse mit schwachem Kern und vielleicht einer Spur von Schweif; nach dem Perihel war der Kern hell, und der Komet besaß einen mehrere Grad langen Schweif. Am 7. Mai glich der Kern einem Stern 7. Größe, am 11. Mai waren zwei Kerne 9. und 11,5. Größe sichtbar; am 26. Mai und später konnte der schwache Kern nicht mehr gesehen werden; im Juni war der andere sternartig, 8,5. bis 9. Größe und von einer nebeligen Kondensation umhüllt, die gegen Süd hin verlängert war und eine sekundäre Verdichtung zeigte. Nach dem Erscheinen dieser Kondensation nahm der Kern schnell an Helligkeit ab und war am 26. Juni nur noch 12. bis 13. Größe.

Perrine hat am 18. Mai und 9. Juni auch Messungen angestellt, um festzustellen, ob das Licht kleiner Sterne beim Durchgange durch den Kopf des Kometen eine Brechung erleide. Eine solche hat W. Meyer bei dem großen Kometen 1881 III wahrzunehmen geglaubt [2]), während Burnham und Barnard beim Wolfschen Kometen 1891 nichts dergleichen fanden [3]). Bei den Beobachtungen von Perrine passierte der Kern des Kometen zwischen zwei kleinen Sternen, und infolge einer etwaigen Lichtbrechung hätte die scheinbare Distanz derselben um den doppelten Betrag der Refraktion vergrößert werden müssen. Es zeigte sich indessen keine Spur von Lichtbrechung, obgleich die Lichtstrahlen der gemessenen Sterne am 18. Mai etwa 160 000, am 9. Juni 122 000 bis 134 000 englische Meilen durch die Materie des Kometenkopfes zurücklegen mußten.

Von Wichtigkeit sind die photographischen Aufnahmen des Kometen,

---

[1]) Publ. Astr. Soc. of Pacific 1899, Nr. 69. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2471. — [3]) A. a. O., Nr. 3072.

welche auf der Lick-Sternwarte von E. F. Coddington und H. K. Palmer nach dem Periheldurchgange vom 6. Mai bis 13. Juni erhalten wurden, 30 Negative, darunter 9 von Coddington mit dem Crocker-Photographic-Teleskope und 21 mit einer 6zölligen Willard-Linse durch Palmer. Da sich ergab, daß es wegen der Lichtschwäche des Kometen nicht möglich war, befriedigende Aufnahmen mit kurzen Expositionen zu erhalten und auf diese Weise etwaige rasche Veränderungen im Schweife zu konstatieren, so wurde die ganze verfügbare Zeit jeder Nacht auf eine einzige Exposition verwendet. Man sieht deshalb auf den Aufnahmen, bei denen der Komet während der Expositionsdauer unverrückt im Gesichtsfelde gehalten wurde, die Sterne in seiner Umgebung als Striche. Die Länge des Schweifes war am 10. Mai anscheinend am größten; wie die Photographie zeigt, betrug sie über 9^0 oder 15 Millionen englische Meilen. Dem bloßen Auge erschien damals der Komet als ein nebeliger Stern 5. bis 6. Größe. Der Rechnung nach mußte der Komet das zweite Maximum seiner Helligkeit erst am 22. Mai erreichen, aber am 15. Mai war der Schweif nach 144^m Expositionsdauer nur noch $5^0\ 40'$ lang. Die größte Veränderung im Aussehen des Schweifes fand zwischen dem 6. und 7. Mai statt, doch sind die damals erhaltenen Negative schwach. Die Aufnahme vom 6. Mai zeigt einen Hauptarm des Schweifes von 7^0 Länge, neben dem an jeder Seite ein kurzer Schweif erscheint. Auf der Darstellung vom 7. Mai sieht man an jeder Seite eine Anzahl von kurzen Strichen, und das Ganze bietet ein Aussehen, als wenn der Kopf des Kometen um eine zur Sonne gerichtete Achse rotiere, und die einzelnen Schweifsträhne durcheinander verschlungen seien. Am 8. Mai ist die Verschlingung weiter vom Kopfe entfernt, aber schwieriger wahrzunehmen, und am 9. Mai zeigt die Photographie nur noch Spuren derselben. Auf einer Photographie vom 9. Juni erscheint die Nebelmasse nahe dem Kopfe elliptisch und läßt die Bildung eines zweiten Schweifes vermuten, der mit dem vorhandenen einen Winkel von etwa 15^0 macht. In der folgenden Nacht hat sich die Projektion schon zu zwei rudimentären Schweifen entwickelt; am 13. Juni ist Gestalt und Position die gleiche, aber der Hauptschweif schwächer, wenngleich nicht kürzer als vorher. Wegen Lichtschwäche des Kometen konnten fernere Photographieen nicht mehr erhalten werden.

Periodische Kometen.

Das Wiedererkennen eines früher erschienenen Kometen bei späterer Rückkunft beruht im allgemeinen auf der mehr oder minder großen Ähnlichkeit der Bahnen beider Erscheinungen. Indessen haben die genauen Bahnberechnungen der großen Kometen von 1843 I und 1880 I gezeigt, daß diese Ähnlichkeit keineswegs immer ausreicht, die Identität zu verbürgen, und vollends versagt dieselbe bei solchen Kometen, welche große Umgestaltungen ihrer Bahn durch Jupiter erlitten haben. Erst Tisserand hat ein Kriterium angegeben, welches auch in diesen Fällen die Identifizierung erleichtert. Bezeichnet hiernach Aj, Rj, Lj die halbe große Achse der Jupiterbahn, den Radius vector und die heliozentrische Länge dieses Planeten im Punkte der

größten Annäherung des Kometen, ferner a die halbe große Achse der Kometenbahn und r_0 den Radius vector des Kometen in obigem Punkte, so hat man:

$$\frac{1}{a} + \frac{2\sqrt{Aj}}{R^2 j}\sqrt{p}.\cos i = \text{Konstante}.$$

Wenn man vermutet, daß zwei Kometen identisch sind, so muß die Rechnung für beide die nämliche Konstante ergeben. Wenn a nicht genau bekannt ist, so ist man gezwungen, mehrere Annahmen über dessen Wert zu machen, wodurch die Sicherheit des Kriteriums sich natürlich vermindert.

Die Zahl der periodischen Kometen, welche bestimmt in mehr als einer Erscheinung beobachtet wurden, ist bis jetzt nicht groß, wie die folgende Zusammenstellung derselben zeigt:

Encke (1786 I)	3,303	Jahre Umlaufszeit
Tempel II (1873 II) . .	5,218	„ „
Brorsen (1846 III) . . .	5,463	„ „
Tempel III (1869 III) . .	5,547	„ „
Winnecke (1819 III) . .	5,830	„ „
Tempel I (1867 II) . . .	5,982	„ „
Biela (1772)	6,621	„ „
Finlay (1886 VII) . . .	6,626	„ „
d'Arrest (1851 II) . . .	6,691	„ „
Wolf (1884 III)	6,845	„ „
Holmes (1892 III) . . .	6,873	„ „
Brooks (1889 V) . . .	7,096	„ „
Faye (1843 III)	7,566	„ „
Tuttle (1790 II)	13,760	„ „
Pons-Brooks (1812) . .	71,6	„ „
Olbers-Brooks (1815) . .	72,630	„ „
Halley	76,3	„ „

Die größten Fortschritte unserer Kenntnisse über die Natur und das Wesen der Kometen, sowie über ihre kosmischen Beziehungen zur Sonne, die Verhältnisse, unter denen sie enge elliptische Bahnen beschreiben, also über ihren Ursprung und die Rolle der Kometen überhaupt im Sonnensystem knüpfen sich an die Beobachtung und die darauf begründete Entwicklung der Theorie der periodischen Kometen. Den Standpunkt der letzteren zu Ende des gegenwärtigen Jahrhunderts hat L. Schulhof, wie folgt, in erschöpfender und lichtvoller Weise dargestellt [1]).

Lexells Untersuchungen [2]) über die Bahn des Kometen 1770 II, gemäß denen dieser durch seine bedeutende Annäherung an den Jupiter 1767 in eine enge elliptische Bahn geworfen und 1779 durch die entgegengesetzte Wirkung dieses mächtigen Planeten wieder aus derselben gelenkt wurde, führte Laplace zuerst auf die Idee der „Gefangennahme von Kometen durch Planeten". Seiner Rechnungsmethode haben sich Burckhardt und später Leverrier bedient bei ihren Untersuchungen über die Bahn des Lexellschen Kometen, und sie wird auch heute noch benutzt,

[1]) Bulletin Astronomique 1898, Vol. 15, p. 323—364. — [2]) Phil. Transact. 1779.

wenn man die ziemlich beträchtlichen Störungen, welche die Sonne auf die Bewegung eines solchen Kometen ausübt, nicht in Betracht zieht. Die Theorie der Gefangennehmung von Kometen durch Planeten ist in ihrer ganzen Allgemeinheit indessen erst von Tisserand und Callandreau behandelt worden, wobei der Erstgenannte als wichtigstes Ergebnis fand, daß unter allen Umständen, und welches immer auch die Veränderungen der Bahn seitens des Jupiter sein mögen, eine bestimmte Beziehung zwischen den früheren und den späteren Bahnelementen des Kometen existiert, welche ein sicheres Urteil über die Identität zweier Kometen gestattet.

Der Lexellsche Komet trat später wieder in den Vordergrund des Interesses, als Leverrier nachwies, daß die Kometen Faye und de Vico-Swift der Jupiterbahn in einer Region des Himmels sehr nahe kommen, in welcher jener Lexellsche Komet die völlige Umgestaltung seiner Bahn erlitten hatte. Dieses Zusammentreffen schien kein zufälliges zu sein, und Leverrier hat in diesem Sinne ungeheure Rechnungen ausgeführt, die indessen nicht zu einem bestimmten Ergebnisse führten. In den letzten Jahren hat Chandler versucht, die Identität jenes Kometen mit dem Kometen 1889 V (Brooks) nachzuweisen, während Schulhof an eine Identität mit dem Kometen 1886 VII (Finlay) oder mit demjenigen 1895 II (Swift) denkt, doch haben auch die Rechnungen Chandlers und Schulhofs nicht zu einem sichern Ergebnisse geführt.

Enckes Komet. Unter den im Jahre 1819 erschienenen Kometen befand sich einer, dessen Umlaufsdauer sich zu nur $3^1/_2$ Jahren herausstellte, und dessen früheste Erscheinung von Méchain am 17. Januar 1786 beobachtet worden war. Encke unternahm die ungeheure Arbeit, näherungsweise die Störungen zu berechnen, welche dieser Komet in den Jahren 1819 bis rückwärts 1786 von seiten der Planeten erlitten hatte, und für die vier beobachteten Erscheinungen die wahrscheinlichsten Bahnelemente desselben abzuleiten. Dabei fand sich das unerwartete Resultat, daß die Bewegung dieses Kometen von einer zur andern Wiederkehr eine Beschleunigung erlitten zu haben schien. In der That stellte sich die Umlaufsdauer desselben nach Abzug der Störungen von 1786 bis 1795 auf $1208{,}112^d$, von 1795 bis 1805 auf $1207{,}879^d$, von 1805 bis 1819 auf $1207{,}424^d$.

Über die Ursache der Beschleunigung der Bewegung des Kometen sprach sich Encke damals noch nicht aus; die Thatsache derselben betrachtete er indessen als unzweifelhaft und legte sie seiner Vorausberechnung der Wiederkehr des Kometen 1822 zum Grunde. Sie bestätigte sich völlig durch die Beobachtungen, und nun entwickelte er 1823 seine berühmte Hypothese der Existenz eines die Himmelsräume füllenden „widerstehenden Mittels", welches dahin wirkt, die mittlere tägliche Bewegung zu vergrößern und die Excentrizität der Bahn zu vermindern. Olbers unterstützte diese Hypothese mit dem ganzen Gewicht seiner Autorität, und da die Beschleunigung sich bei jeder spätern Wiederkehr dieses Kometen bestätigte, so wurden allmählich fast alle Astronomen Anhänger dieser Hypothese. Nur Bessel bekämpfte sie 1836 lebhaft und zeigte, daß physische Vorgänge auf den Kometen selbst die Bahnbewegungen derselben beeinflussen können. Indessen blieben die Einwürfe Bessels ziemlich unbeachtet, besonders weil sie nur schwierig die scheinbare Konstanz in der Zunahme der Bewegung des Kometen erklären konnten, während diese doch nach den Rechnungen von Encke und den späteren, welche van Asten ausführte, immer deutlicher hervortrat. Van Asten unternahm die ungeheure Arbeit, sämtliche Erscheinungen des Enckeschen Kometen von 1819 bis 1868 und alle Störungen, welche derselbe in diesem Zeitraume erlitten, scharf zu berechnen. Es gelang ihm, mit einer geringen Korrektion der bis dahin angenommenen Massen des Jupiters, der Erde, der Venus und des Merkur, die Acceleration der täglichen Bewegung und unabhängig davon die Verminderung der Excentrizität der Bahn des Kometen zu erweisen und alle Beobachtungen vollkommen durch ein und dieselbe Theorie darzustellen. Danach schien in der That die Enckesche Hypothese des widerstehenden Mediums den vollständigen Beweis ihrer Richtigkeit erhalten zu haben.

Zur Zeit, als van Asten diese Untersuchungen publizierte, besaß man vollständige Theorieen der Bahnen und Bewegungen nur für die beiden Kometen von

Faye und Winnecke. Für den ersten hatte Moeller keine Acceleration der Bewegung gefunden, was schließlich nicht überraschte, da dieser Komet in seiner Sonnennähe mehr als fünfmal soweit von der Sonne entfernt bleibt als der Enckesche. In so großer Entfernung erschien die Wirkung des hemmenden Mediums bereits unmerklich. Für den Winneckeschen Kometen aber, welcher der Sonne bis auf 0,89 Erdbahnhalbmesser nahe kommt, schlossen die Untersuchungen Oppolzers wenigstens die Möglichkeit einer geringen Beschleunigung der mittlern Bewegung nicht aus. Unter diesen Umständen waren es die ferneren Rechnungen van Astens selbst, welche das Vertrauen in die Enckesche Hypothese wieder erschütterten. Wenige Jahre vor seinem Tode zeigte er nämlich, daß es unmöglich ist, die Bewegung des Kometen bei seiner Rückkehr 1871 mit den früheren Erscheinungen in Verbindung zu bringen; man müsse vielmehr annehmen, daß irgend eine unbekannte Ursache die Bewegung des Kometen zwischen 1868 und 1871 beeinflußt und die Beschleunigung der mittlern Bewegung, welche bis dahin bestanden, fast völlig aufgehoben habe. Indessen hatte sich van Asten hierin getäuscht; denn infolge eigentümlicher Umstände hatten sich in seine sonst vorzüglich geführten langen Rechnungen Fehler eingeschlichen, die zufälligerweise zu Gunsten der Enckeschen Hypothese sprachen, während in Wirklichkeit die Bewegung des Kometen gegen diese Hypothese redete. Dies ergab sich aus der Revision und Fortsetzung der van Astenschen Rechnungen, welche nach dessen Tode O. Backlund unternahm. Derselbe wies nach, daß die Beschleunigung der mittlern Bewegung nur von 1819 bis 1858 ziemlich konstant blieb, daß sie dann aber bis 1868 mehr und mehr abnahm, um endlich von 1876 bis 1891 wieder ziemlich konstant zu bleiben, aber um etwa ein Drittel geringer als in der ersten Periode. Als Endergebnis seiner langen Untersuchung verwirft Backlund die Enckesche Hypothese eines widerstehenden Mittels und schreibt die veränderliche Beschleunigung des Kometen der Einwirkung eines Schwarmes kleiner meteorähnlicher Körperchen zu, den der Komet in einem unbekannten Punkte seiner Bahn durchschneidet [1]).

Bielas Komet. Der 1826 von Biela entdeckte Komet bietet außergewöhnliche Schwierigkeiten. Die Störungen, welche zwischen 1772 und 1805 auf ihn einwirkten, sind sehr beträchtlich und können nur genau berechnet werden, wenn die mittlere tägliche Bewegung des Kometen sehr scharf bekannt ist. Um diese zu bestimmen, stehen indessen nur die Beobachtungen aus den Jahren 1805, 1826 und 1832 zur Verfügung. Zwischen 1832 und 1846, wahrscheinlich nachdem der Komet in der Nähe des Jupiter gewesen war, fand eine Teilung desselben in zwei Kometen statt, und da man nicht weiß, ob nicht auch andere Trümmer vorhanden sind, die uns wegen ihrer Kleinheit verborgen bleiben, so ist man, beim Mangel anderer Mittel, auch in Ungewißheit darüber, ob der Gravitationsmittelpunkt beider Gestirne in der Mitte der sie verbindenden Linie liegt oder nicht.

Die Entdeckung der Identität des Kometen Biela mit denjenigen von 1772 und 1802 ermutigte zum Nachforschen nach ähnlichen Beziehungen bei anderen Kometen, deren Bahnelemente Ähnlichkeit miteinander zeigten. Interesse bieten indessen nur einige sehr treffende Bemerkungen, welche Clausen damals machte, der in einigen Sätzen die erforderlichen Bedingungen der Identität zweier Kometen, deren Elemente voneinander verschieden sind, zusammenfaßt. Es sind folgende: Zunächst müssen beider Bahnen einen gemeinsamen Schnittpunkt in der Nähe des Jupiter besitzen. Ihre Geschwindigkeiten mit Beziehung auf diesen Planeten müssen in gleichen Abständen vom Jupiter gleich sein, wenn diese Abstände nicht merklich von dem Radius der Aktionssphäre des Jupiter verschieden sind. Die beiden Kometen müssen ferner gleichzeitig den Durchschnittspunkt ihrer Bahnen passiert haben, und zwar zu einer Zeit, wo Jupiter selbst auch in der Nähe stand. Indem Clausen diese Sätze anwandte, zeigte er, daß die Kometen 1766 II und 1819 III, sowie 1743 I und 1819 IV wahrscheinlich identisch seien.

Die Untersuchungen Leverriers über die Identität der Kometen Faye und

[1]) Bulletin astronomique 1894, Vol. 11, p. 473.

de Vico mit dem Lexellschen Kometen führten ihn auf eine sehr wichtige Bemerkung in Bezug auf den Kometen de Vico. Die Bahn dieses Kometen liegt, gleich der des Enckeschen, gegenwärtig vollständig innerhalb der Bahn des Jupiter. Unter diesen Umständen erhebt sich die Frage, wie ein solches Gestirn, dessen kürzeste Distanz von dem Planeten nie kleiner als 0,4 Erdbahnradien ist, ursprünglich eine parabolische Bahn hat beschreiben können, während solches doch die Laplacesche Hypothese fordert. Leverrier, als entschiedener Anhänger dieser Hypothese, zeigte, daß die Länge des Perihels eines Gestirns fortwährend zunehmen muß, wenn dieses Gestirn stets zwischen der Sonne und dem störenden Planeten bleibt. So muß das Aphelium des Kometen de Vico, welches gegenwärtig in derselben Richtung liegt wie das Aphelium der Jupiterbahn, in einer sehr weiten Vergangenheit mit der Richtung des Periheliums dieser letzten Bahn zusammengefallen sein. Damals aber war dann die Entfernung des Kometen von der Sonne größer als diejenige Jupiters, und letzterer konnte infolgedessen die ursprünglich parabolische Bahn des Kometen in eine elliptische verwandeln. Auf diesen Umstand gestützt und an der Hand einer näherungsweisen Störungsrechnung zeigte Leverrier auf indirektem Wege mit großem Scharfsinn die Identität des Kometen mit jenem von 1678. Der Komet de Vico hat neben dem Halleyschen die längste Vergangenheit in unserer Kenntnis desselben; er hat seit 1678 etwa 30 Umläufe vollendet, ohne jemals gesehen worden zu sein, und nach 1844 hat er sich abermals für die Dauer eines halben Jahrhunderts den Blicken der Astronomen entzogen bis zu seiner neunten Rückkehr 1894. Es ist unmöglich, zu entscheiden, ob dies lediglich ein Spiel des Zufalls ist, oder ob die Helligkeit dieses Kometen thatsächlich großen Veränderungen unterliegt. Man kennt schon ein halbes Dutzend Kometen, deren Aphelium gegenwärtig innerhalb der Jupiterbahn liegt, davon giebt es vier (die Kometen von Encke, 1873 II, 1884 II und vielleicht 1819 IV), deren Aphelium kleiner ist als die Periheldistanz des Jupiter. Hält man an der Laplaceschen Hypothese über die Gefangennehmung von Kometen durch Planeten fest, so muß man annehmen, daß voreinst einer der inneren Planeten die frühere elliptische Bahn stark verändert und die Apheldistanz verkleinert habe. Für den Enckeschen Kometen kann man in dieser Beziehung auf den Planeten Merkur zurückgreifen, dem sich jener Komet nach Backlund bis auf 0,004 Erdbahnhalbmesser nähern kann. Für die Kometen 1873 II und 1884 II müßte man die Wirkung des Mars in Anspruch nehmen. Der Komet 1884 II kann sich der Bahn des Mars bis auf 0,008 nähern, und seine Apheldistanz von 4,876 ist nicht viel geringer als die Periheldistanz des Jupiter (4,952 Erdbahnhalbmesser). Im Falle des Kometen 1873 II liegen die Verhältnisse jedoch anders. Nach seinen gegenwärtigen Bahnelementen bleibt er noch 0,28 innerhalb der Jupiterbahn selbst dann, wenn sein Aphelium mit dem Perihelium des Jupiter zusammenfällt, und anderseits ist seine kürzeste Entfernung vom Mars nicht geringer als 0,08 Erdbahnhalbmesser. Man muß deshalb annehmen, daß nach der Epoche, in welcher Mars die Bahn des Kometen stark verändert hat, die langsame Wirkung der Jupiterstörungen den Kometen aus seinem Annäherungspunkte an die Marsbahn allmählich abgelenkt hat. Jedenfalls muß man nach Schulhof diesem Kometen ein hohes Alter zuschreiben, wenn man nicht zu willkürlichen Hypothesen greifen will.

Der Komet Faye war der erste, dessen Umlaufsdauer bei seinem ersten Erscheinen schon so genau bestimmt werden konnte, daß er bei seiner Rückkehr 1851, der Vorausberechnung Leverriers gemäß, bequem aufgefunden wurde. Die Beobachtungen während seiner Erscheinungen 1843, 1851, 1858, 1865 und 1873 wurden in den Bahnberechnungen von A. Moeller mit bewundernswürdiger Genauigkeit dargestellt. Die Beobachtungen von 1880 zeigten dagegen eine geringere Übereinstimmung mit der Vorausberechnung, was nach Haerdtl aber an der Methode der Störungsberechnung liegt, welche Moeller anwandte. Wenn es gelingt, die Beobachtungen von 1880, 1888 und 1895 mit den fünf voraufgegangenen Erscheinungen streng zu vereinigen, so wird dieser Komet auch ein ausgezeichnetes Mittel bieten, die Masse des Jupiter mit einem hohen Grade von Genauigkeit neu zu bestimmen.

Der Winneckesche Komet ist in seinen Bewegungsverhältnissen bei den Erscheinungen von 1858, 1869 und 1875 durch v. Oppolzer untersucht worden[1]) und genähert für 1819; sein Schüler und Fortsetzer der Berechnung, v. Haerdtl, hat die Erscheinungen von 1858, 1869, 1875 und 1886 in einer bewundernswürdig genauen Weise dargestellt[2]). Da dieser Komet zwischen 1875 und 1886 enorme Störungen von seiten des Jupiter erlitt, so hat v. Haerdtl hieraus auch die Masse des Jupiter mit einer bis dahin unerreichten Schärfe abgeleitet.

Der Brorsensche Komet, 1846 entdeckt, bietet mehrere Eigentümlichkeiten dar. Wie früher der Lexellsche, so wurde auch er entdeckt, unmittelbar, nachdem er (1842) starke Störungen durch den Jupiter erlitten hatte, und es ist vielleicht nicht zufällig, daß überhaupt viele periodische Kometen kurz nach ihrer Passage in der Nähe des Jupiter aufgefunden worden sind.

Der Brorsensche Komet ist nur bei seinen Zurückkünften zur Sonne 1846, 1857, 1868, 1873 und 1879 beobachtet worden, seitdem ist er verloren. Sehr unerklärlich bleibt, weshalb er 1890 nicht wiedergesehen wurde, da die Sichtbarkeitsverhältnisse damals sehr günstige waren und eine gute Vorausberechnung seiner Örter am Himmel durch Lamp vorlag. Schulze, welcher sich mit der Bewegungstheorie dieses Kometen beschäftigt hat, vermochte die Beobachtungen 1868, 1873 und 1879 nur darzustellen unter der Annahme einer Verlangsamung der Bewegung des Kometen, die für den Zeitraum 1873 bis 1879 etwa einen halben Tag beträgt. Lamp hat dieses merkwürdige Resultat, welches für die oben geäußerten Ansichten Bessels spricht, bestätigt. Indessen hat man direkt keine Ausströmungen von Materie aus dem Kerne dieses Kometen wahrgenommen, und Lamp weist deshalb auf die Möglichkeit hin, daß solche vielleicht nach dem Durchgange des Kometen durch sein Perihel stattgefunden haben könnte. Wegen der großen Neigung der Bahnebene dieses Kometen glaubt er nicht, daß ein Zusammenstoß desselben mit einem der kleinen Planeten stattgefunden habe und dadurch die Bewegung desselben gestört worden sei[3]).

Bald nach Entdeckung des Kometen 1894 I (Denning) fand Hind, daß dessen Bahn sich an einer Stelle derjenigen des Kometen Brorsen außerordentlich nähert, und daß gegen Mitte Januar 1881 beide Kometen fast gleichzeitig in den beiden einander am nächsten liegenden Punkten ihrer Bahnen gewesen waren. Lamp, der diese Thatsache durch eine genauere Berechnung bestätigte[4]), stellte infolgedessen die kühne Hypothese auf, daß damals an jener Stelle eine heftige Explosion stattgefunden, welche die beiden Kometen in ihre jetzigen Bahnen geschleudert habe. Leider ist die Umlaufszeit des Kometen Denning nicht genau genug bekannt, um zu entscheiden, ob beide Himmelskörper im nämlichen Augenblicke an dem gleichen Punkte des Raumes sich befanden. Die Lampsche Hypothese ist sehr verführerisch; sie würde auch sehr gut das Verschwinden des Brorsenschen Kometen erklären, nichtsdestoweniger erscheint sie Schulhof schwer annehmbar. Sie würde eine Explosion von so ungeheurer Kraft voraussetzen, daß dadurch die Geschwindigkeit des Gestirns, welche vorher 7,5 km pro Sekunde betrug, um 3 km vergrößert wurde, die Neigung der Bahn sich von 29° auf 5° verminderte, und die Umlaufszeit von 5,5 in 7,4 Jahre verändert wurde. Deshalb zieht Schulhof eine andere Hypothese vor, auf welche er durch den Umstand kam, daß der Durchschnittspunkt beider Kometenbahnen gleichzeitig der nächste Punkt beim Jupiter ist. Diese Hypothese lautet dahin, daß beide Kometen früher einen einzigen bildeten, welcher in jenem Punkte durch die Anziehung Jupiters oder andere Kräfte in zwei Teile zerfiel. Spätere große Störungen durch den Jupiter haben dann die Bahnen beider Körper mehr und mehr modifiziert, ohne freilich jenen Durchschnittspunkt derselben aufheben zu können. Man könnte damit auch, was Schulhof indessen mit aller Reserve ausspricht, die Retardation des Brorsenschen Kometen zwischen 1873 bis

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2314. — [2]) Denkschr. d. Kais. Ak. zu Wien 1888, Bd. 55; 1889, Bd. 56. — [3]) Publ. d. Kgl. Sternwarte zu Kiel, Heft 7, 1892. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3278.

1879 erklären, indem man annimmt, daß dieser Komet in jenem Punkte (wo er eine Geschwindigkeit von 7,5 km in der Sekunde besitzt) von einer andern Trümmermasse, die mit einer Geschwindigkeit von 10,5 km dahinzog, getroffen wurde. Dadurch würde seine Geschwindigkeit etwas vermehrt worden sein, gleichzeitig aber auch die große Achse seiner Bahn, wodurch eine Vergrößerung der Umlaufsdauer hervorgerufen wird.

Der d'Arrestsche Komet, im Jahre 1851 entdeckt, bietet nichts Besonderes dar. Die Untersuchungen, welche Leveau über die Bewegung desselben in den sechs Erscheinungen 1851, 1857, 1870, 1877, 1890 und 1897 begonnen hat, sind noch nicht zu Ende geführt.

Der Komet 1858 I (Méchain-Tuttle) ist bemerkenswert durch die Dauer seines Umlaufs, er kann sich den Bahnen des Jupiter und Saturn nur bis auf 0,8 und 1,8 nähern, bleibt stets weit vom Mars entfernt, und seine Annäherung an die Erdbahn geht nicht unter 0,09. Unter diesen Verhältnissen ist es schwer zu begreifen, wie dieser Komet, wenn er von Anfang eine parabolische Bahn beschrieb, durch die Wirkung der Planeten in eine elliptische Bahn hat geworfen werden können. Man muß daher annehmen, daß in einer sehr weiten Vergangenheit dieser Komet dem Jupiter weit näher kam und, nachdem er von diesem gefangen worden, in die Anziehungssphäre der Erde geriet, welche ihn aus der Nachbarschaft Jupiters ablenkte. Später haben die langsamen Störungen Jupiters ihrerseits den Kometen wieder von der Erdbahn entfernt. Die Erscheinungen in den Jahren 1858, 1871 und 1885 sind von Rahts durchaus befriedigend dargestellt worden ohne die Annahme anderer störender Kräfte als derjenigen, welche die Planeten ausüben.

Eine der merkwürdigsten Erscheinungen in der Geschichte der Astronomie ist die rasch nacheinander folgende Entdeckung dreier Kometen von langer Umlaufszeit, welche in inniger Beziehung zu jenen großen Sternschnuppenschwärmen stehen, deren periodisches Auftreten wir weit in die Vergangenheit hinauf verfolgen können. Es sind dies der Komet 1861 I, an den sich der Schwarm der Lyriden knüpft, welche zwischen dem 19. und 30. April auftreten, der Komet 1862 III, welcher in Beziehung zu den Laurentius-Sternschnuppen oder Perseiden des 10. August steht, und der Komet 1866 I, in dessen Bahn der Sternschnuppenschwarm der Leoniden des 13. November läuft.

Der Komet 1866 I ist vor allem interessant durch die wichtigen Untersuchungen von Newton und Adams, welche seinen Zusammenhang mit dem Schwarme der Leoniden außer Zweifel setzten. Leider wurde der Komet 1866 nicht lange genug beobachtet, so daß die Dauer seiner Umlaufszeit um anderthalb Jahre unsicher ist. Nach Newton und Hind ist dieser Komet identisch mit demjenigen von 1366.

Der Komet 1867 II ist unter mehreren Gesichtspunkten bemerkenswert. Seine Bahn wird gänzlich von der Bahn des Jupiter umschlossen, und seine relative Geschwindigkeit mit Bezug auf diesen Planeten ist die kleinste bekannte mit Ausnahme derjenigen des Enckeschen Kometen. Aus diesem Grunde bleibt er bei größter Annäherung an den Jupiter außerordentlich lange in dessen Nähe und erleidet dadurch sehr beträchtliche Störungen. Sein Aphelium liegt etwa 50° vom Perihel des Jupiter und fiel vor etwa 200 oder 300 Jahren in dessen Richtung. Es ist daher nicht unmöglich, daß damals der Komet vom Jupiter gefangen wurde, und in diesem Falle würde er der jüngste unter den periodischen Kometen des Sonnensystems sein. Indessen dürfte es gewagt sein, zu behaupten, daß die Bahn dieses Kometen vor jenem Zeitpunkte wirklich eine Parabel war, es ist weit wahrscheinlicher, daß sie bloß eine viel langgestrecktere Ellipse bildete. Diejenigen Kometen, welche selbst in ihrem Aphelium innerhalb der Jupiterbahn bleiben, scheinen eine ziemlich regelmäßige Veränderung ihrer Bahnen zu erleiden. Während eines gewissen Zeitraums vermindert sich ihre Excentrizität mehr und mehr, und die Bahn wird fast kreisrund. Darauf nimmt die Excentrizität wieder zu, ohne daß man jedoch sagen könnte, um wieviel, d. h. ob der Komet wieder in die Himmelsräume zurückgeworfen wird oder nicht. Der Komet 1867 II gewährt ein gutes Beispiel hierzu. Seine Excentrizität, die 1867 noch = 0,510 war, ist 1898 nur = 0,402;

Gautier, welcher sich mit der Theorie dieses Kometen beschäftigt hat, glaubt, daß sie jetzt wieder zunehmen wird. Aber wenn dies auch der Fall ist, darf man deshalb doch nicht schließen, daß die Excentrizität niemals unter 0,40 herabgehen werde. Infolge der starken Verminderung der Excentrizität ist die Periheldistanz dieses Kometen zusehends größer geworden, und er bleibt stets weit von der Erde. Auch hat man ihn seit 1879 nicht wiedergesehen. Ob Anomalien in der Bewegung dieses Kometen existieren, wissen wir nicht, da die Rechnungen Gautiers, welche sich auf die Erscheinungen von 1867, 1873 und 1879 beziehen, noch nicht bekannt sind. Die Aufstellung einer strengen Theorie der Bewegung dieses Kometen gestaltet sich sehr schwierig infolge des Umstandes, daß derselbe zwischen 1867 und 1873 sehr beträchtliche Störungen von seiten Jupiters erlitten hat.

Der Komet 1873 II (Tempel) ist in den Jahren 1873, 1878, 1894 und 1899 beobachtet worden. Schulhof hat seine Bewegung untersucht und kommt zu dem Ergebnis, daß die mittlere tägliche Bewegung einer Beschleunigung nicht unterliegt[1]). Dieser Komet scheint den gleichen Ursprung mit dem Barnardschen (1884 II) zu besitzen; beide sind wahrscheinlich Trümmer eines ältern Kometen, welcher in vergangener Zeit durch die Wirkung des Jupiter geteilt wurde.

Kometen-Gruppen. Wenn man das Verzeichnis der periodischen Kometen an der Hand des Kriteriums von Tisserand untersucht, so erkennt man mehrere Gruppen, deren Mitglieder gegenwärtig als getrennte Kometen erscheinen, welche aber einen gemeinsamen Ursprung gehabt haben müssen. Zu der reichsten Gruppe gehören die Kometen Lexell, Finlay und Swift (1895 II), vielleicht auch noch die Gruppe der Kometen Wolf, Faye und Barnard (1892 V), welche sicherlich unter sich ein System bilden. Wenn die Kometen Grischow (1743 I), Blanpain (1819 IV) und Perrine (1896 VII) nicht identisch sind, so bilden sie eine zweite Gruppe. Ein drittes System enthält die Kometen Helfensrieder (1766 II) und Winnecke, falls dieselben nicht identisch sind, ein viertes wahrscheinlich die Kometen Pigott (1783) und Denning (1881 V), ein fünftes die Kometen Brorsen und Denning (1894 I), ein sechstes, wie schon erwähnt, die Kometen Tempel (1873 II) und Barnard (1884 II), ein siebente Gruppe bilden die Kometen Tempel (1869 III) und Spitaler (1890 VII).

Der große Komet 1882 II bildet mit dem Kometen 1843 I und wahrscheinlich noch mit anderen Kometen eins der merkwürdigsten Systeme. Diese Kometen kommen in ihrem Perihel der Sonne außerordentlich nahe und bildeten wahrscheinlich vor Zeiten einen einzigen Kometen, der in seiner Sonnennähe durch die auflösende Kraft der Sonne in mehrere Teile getrennt worden ist.

Außer diesem und dem Bielaschen Kometen giebt es noch einen dritten mehrfachen Kometen, jenen von Brooks (1889 V), welcher gleich in Begleitung von vier Kometen erschien, von denen einer zeitweise dem Hauptkometen an Helligkeit gleich war, von denen aber gleichwohl keiner bei der Wiederkehr 1896 mehr aufgefunden werden konnte. Bredichin und Chandler schreiben mit einem hohen Grade von Wahrscheinlichkeit die Trennung dieses Kometen der Wirkung Jupiters zu, welchem sich das Gestirn am 20. Juli 1896 bis auf eine Distanz von 2,2 Halbmesser des Jupiter näherte. Die Umlaufsdauer des Kometen betrug vor den enormen Störungen von 1886 etwa 31,5 Jahre. Es ist bemerkenswert, daß zu dieser Epoche die Excentrizität der Bahn 0,45 nicht überstieg, ein Wert, den die Störungen von 1886 nicht viel vergrößert haben. Man kann daraus schließen, daß dieser Komet unserm Sonnensysteme seit langer Zeit angehören muß. Wahrscheinlich wird die Excentrizität der Bahn dieses Kometen in der Folge größer werden, ebenso wie dies bei dem Kometen Wolf der Fall ist, dessen Excentrizität vor 1875 0,391 betrug, während sie gegenwärtig 0,555 ist.

Ursprung der periodischen Kometen. Zur Beantwortung der Frage, welches im allgemeinen die Gestalten der Bahnen seien, in denen Kometen nach ihrer Herabkunft aus dem Weltraume um die Sonne cirkulieren, wandte Laplace

[1]) Bull. astronomique 1899, Tom. 16, p. 298.

die Wahrscheinlichkeitsrechnung an. Indem er annahm, daß die Periheldistanzen kürzer als 2,0 Erdbahnhalbmesser bleiben, und ferner voraussetzte, daß alle Richtungen und Geschwindigkeiten gleich wahrscheinlich sind, fand er, daß von 5713 Kometen nur ein einziger eine hyperbolische Bahn um die Sonne beschreiben würde. So kam er zu dem Schlusse, seine Hypothese decke sich auch völlig mit der Thatsache, daß die Kometenbahnen sich nicht merklich von der Gestalt einer Parabel entfernen. Obwohl, wie zuerst Gauß, dann später Schiaparelli, Seeliger und Fabry gezeigt haben, die Laplacesche Beweisführung nicht ganz streng ist, so würden die Ergebnisse derselben dennoch richtig sein, wenn die Sonne nicht selbst eine eigene Bewegung durch den Weltraum besäße. Dieser Umstand verändert vollständig die Bedingungen des Problems. Schiaparelli hat das große Verdienst, zuerst nachgewiesen zu haben, daß infolge der Eigenbewegung der Sonne die Bahnen fast aller Kometen merklich hyperbolisch sein müßten, wenn diese Gestirne wirklich ursprünglich aus dem Weltraume in das Sonnensystem eingedrungen wären. Er kam daher zu dem Schlusse, daß die Kometen, ohne direkt dem Sonnensystem anzugehören, doch seit Anbeginn die Sonne auf deren Lauf durch den Sternenraum begleitet haben, mit Geschwindigkeiten, die derjenigen der Sonne vergleichbar sind. Diese Anschauung Schiaparellis hat sogleich sehr günstige Aufnahme bei den Astronomen gefunden und ist heute fast allgemein angenommen; sie giebt auch vollkommen Rechenschaft von der Thatsache, daß eine große Anzahl Kometen in sehr langgestreckten Ellipsen einhergeht. Indessen giebt es gewisse Thatsachen, welche zu der Annahme zwingen, daß einige Kometen ihren Ursprung im Sonnensystem selbst gehabt haben müssen. Zunächst ist in dieser Beziehung die Seltenheit von Kometen zu erwähnen, welche in Bahnen einhergehen, die auch nur wenig hyperbolisch sind. Für einige Kometen, die hyperbolische Bahnen beschreiben, hat man vermutet, daß ihre Bahn ursprünglich elliptisch war und erst infolge von planetarischen Störungen, die sie kurz vor ihrem Periheldurchgange erlitten, hyperbolisch wurde. Würde man mit Sicherheit Fälle nachweisen können, in welchen eine heute elliptische Kometenbahn früher hyperbolisch war, so würde man damit eine unmittelbare Bestätigung der Schiaparellischen Hypothese erhalten; umgekehrt wird mit Zunahme der Fälle, in welchen die früher elliptische Bahn später in eine Hyperbel umgewandelt wird, die genannte Hypothese mehr und mehr unwahrscheinlich. Vergl. oben S. 269 die Untersuchungen von Strömgren.

Schulhof geht in einer Untersuchung näher darauf ein, wie sich die Hypothese Schiaparellis, unterstützt von der Theorie der Gefangennahme von Kometen durch die großen Planeten, mit der Existenz von periodischen Kometen verträgt, deren Umlaufsdauer nur wenige Jahrzehnte beträgt. Bei dieser Untersuchung spielt die von Tisserand entdeckte Beziehung zwischen den früheren und den neuen Bahnelementen eines Kometen, der von einem Planeten eine sehr starke Störung erlitten, die Hauptrolle. Besonders ist dabei eine Größe, die er mit K bezeichnet, und die von der halben großen Achse, der Masse und dem Abstande des störenden Planeten von der Sonne abhängt, und die für große Entfernungen vor und nach der Epoche der starken Störungen merklich konstant ist, von Wichtigkeit. Wenn K sehr groß ist, so kann ein Komet beträchtliche Störungen selbst in relativ großen Entfernungen des störenden Planeten erleiden; je kleiner K wird, um so kleiner muß dagegen die Entfernung des Kometen von dem störenden Körper sein, damit die Störungen einen größern Betrag erreichen.

Die Größe K liegt für 30 Kometen zwischen den Werten 0,41 und 0,59, bei 27 anderen liegt sie zwischen 0,46 und 0,56, bei einem beträgt sie 0,41, und bei zweien (darunter der Enckesche Komet) ist sie 0,59. Im allgemeinen findet man, daß die Kometen, für welche K größer ist, sich nicht merklich dem Jupiter nähern, während das Umgekehrte für kleinere Werte von K gilt. Dies steht in guter Übereinstimmung mit der Hypothese der Gefangennahme von Kometen durch die großen Planeten, doch giebt es eine unzufällige Ausnahme. Der Komet Swift 1889 VI ($K = 0{,}461$, Neigung der Bahn $= 10^0$, Umlaufsdauer $= 9$ Jahre) kann sich dem Jupiter nur bis 0,7 Erdbahnhalbmesser nähern und bleibt ebenso von den

anderen großen Planeten weit entfernt. Auch der Komet Méchain-Tuttle entspricht der Hypothese nicht, denn er kommt der Jupiterbahn nie näher als bis auf 0,8; besser entsprechen ihr die Kometen Colla 1854 V, Westphal, Barnard 1889 III und Brorsen 1847 V, während der Olberssche Komet der Jupiterbahn auch nur bis auf 0,8 nahe kommt.

Die periodischen Kometen mit rückläufiger Bewegung besitzen fast alle beträchtliche Umlaufszeiten. Unter 47 Kometen, deren Umlaufszeit weniger als 400 Jahre beträgt, giebt es nur drei mit retrograder Bewegung, während die retrograden Kometen überhaupt gut die Hälfte aller ausmachen, deren Umlaufsdauer größer ist. Die meisten Kometen dieser Gruppe konnten nicht lange beobachtet werden, der berechnete Wert für die großen Achsen ihrer Bahnen ist demnach ziemlich unsicher, so daß man ihre kleinsten Entfernungen von den Bahnen der großen Planeten nicht genau feststellen kann. Indessen ist gerade in diesem Falle der retrograden Kometen die Kenntnis dieses Elements von besonderer Wichtigkeit, um eine Vorstellung von den Störungen zu gewinnen, welchen die Bahnelemente unterliegen konnten.

Zunächst gehört hierher der Komet 1866 I mit 33jähriger Umlaufsdauer, dessen Zusammenhang mit dem Meteorschwarme der Leoniden bekannt ist. Er nähert sich der Erde bis auf 0,007, der Saturnsbahn bis auf 0,45 und der Uranusbahn bis auf 0,4 Erdbahnhalbmesser. Nach Leverrier ist dieser Komet vom Uranus dem Sonnensystem erobert worden. Für ihn ergiebt sich bezüglich des Uranus der Wert von $K = 0{,}066$, bezüglich des Saturn $= 0{,}009$. Die vereinigte Wirkung beider Planeten kann leicht nicht nur die kürzesten Abstände, sondern auch die Werte von K ändern. Nichts Ernstliches steht daher der Hypothese entgegen, daß dieser Komet sich ursprünglich in einer fast parabolischen Bahn bewegte, welche mehr und mehr von dem einen oder andern beider Planeten umgewandelt wurde. Dagegen erweist sich der Halleysche Komet der Hypothese einer Gefangennehmung von Kometen durch die großen Planeten durchaus ungünstig. Seine kürzeste Distanz vom Jupiter ist 0,8 und der Wert von $K = -0{,}12$; unter solchen Verhältnissen bleibt er niemals lange im Bereiche der großen störenden Wirkung des Jupiter, und diese kann seine Umlaufszeit höchstens um einige Jahre verändern, bald vergrößern, bald verkürzen.

Der Tuttlesche Komet 1862 III, an welchen der Schwarm der Perseiden-Meteore geknüpft erscheint, nähert sich der Erdbahn bis auf 0,005 und der Bahn des Saturn auf 0,75 Erdbahnhalbmesser. Der Punkt seiner größten Annäherung an den Saturn liegt 47° vom Perihel des letztern, und der Wert von K ist für ihn $= 0{,}005$. Man müßte noch immer annehmen, daß im Momente der Gefangennahme die Bahn des Kometen fast 90° geneigt war, und es ist nicht einzusehen, wie seitdem die kürzeste Distanz des Kometen von der Bahn des Saturn nach und nach bis zu ihrer heutigen Größe hat zunehmen können.

Die beiden großen Kometen 1843 I und 1882 II, die sich durch ihre so ungemein kleine Periheldistanz auszeichnen, kommen keinem der großen Planeten nahe; indessen würde sich ihre Periodizität erklären, wenn man die geringste Einwirkung eines widerstehenden Mediums annimmt, die man füglich nicht völlig in Abrede stellen kann.

Außer den Kometen 1866 I und 1862 III existieren noch ungefähr ein halbes Dutzend Kometen, deren Periodizität man der Wirkung des Saturn zuschreiben könnte, und ungefähr ebensoviele, die durch den Uranus in ihre heutigen Bahnen geworfen sein können.

Neptun bleibt hierbei unberücksichtigt, weil die großen Achsen der meisten Kometenbahnen nicht genügend bekannt sind, um hinreichend genau die Distanz dieser Bahnen von jener des Neptun beurteilen zu lassen.

Unter denjenigen Kometen, deren Periodizität auf die Wirkung des Uranus zurückgeführt werden könnte, sind außer dem Kometen 1866 I noch zu nennen die Kometen Coggia 1867 I, Pons-Brooks und de Vico 1846 IV mit Umlaufszeiten von resp. 40, 72 und 76 Jahren. Die kürzeste Distanz von der Uranusbahn ist genau

nur für den Kometen Pons-Brooks bekannt und beträgt 1,2 Erdbahnhalbmesser. Schulhof hält es aber für zweifelhaft, ob Uranus aus dieser großen Entfernung noch eine so bedeutende Umgestaltung der Bahn dieser Kometen habe bewirken können. Seltsam ist es, daß außer den Kometen 1866 I und 1862 III der Komet Thatcher 1861 I (dessen kürzeste Distanz von der Erdbahn = 0,002), welcher den Meteorschwarm der Lyriden verursacht, durch die Einwirkung des Saturn in seine elliptische Bahn geworfen sein soll, so daß wir von unseren vier periodischen Sternschnuppenschwärmen drei dem entfernten Saturn zu verdanken haben würden. Für weit einfacher hält Schulhof die Annahme, deren Ursprung nahe der Erdbahn selbst zu suchen und die Annäherung ihrer Bahnen an Saturn oder Uranus lediglich dem Zufalle zuzuschreiben.

Nach einer frühern Hypothese von Lagrange sollten die Kometen ihren Ursprung heftigen Explosionen auf den Planeten verdanken, und diese Hypothese hielt derselbe für besser entsprechend der Laplaceschen Weltbildungstheorie als die Annahme einer Herkunft der Kometen aus dem Sternenraume. Diese Hypothese verlangt aber gebieterisch, daß alle Kometen in der unmittelbaren Nähe der Bahn irgend eines Planeten vorübergehen oder dieselbe in einer gegebenen Zeit passiert haben; auch haben Faye und Tisserand diese Hypothese für unannehmbar erklärt. Schulhof ist dagegen der Meinung, daß sie mit gewissen Modifikationen doch ernstliche Erwägung verdiene. Wenn man die Laplacesche Planetenbildungstheorie annimmt, so ist nicht in Abrede zu stellen, daß die Bildung jedes Planeten von außerordentlich heftigen Explosionen begleitet gewesen sein muß, wodurch Materie nach allen Richtungen des Raumes geschleudert wurde; ja man kann noch weiter gehen und solche Explosionen selbst in einem frühen Zustande der Sonne, besonders aber in solchen Epochen annehmen, während deren sich Planeten von dem gewaltigen Nebelringe ablösten. Könnte man nicht annehmen, daß gewisse Kometen von Explosionen auf Planeten, andere von solchen auf der Sonne selbst herrühren? Schaeberle hat jüngst sogar die Hypothese aufgestellt, daß sämtliche Kometen aus der Sonne emporgeschleudert worden seien!

Die modifizierte Hypothese von Lagrange würde der Thatsache gut Rechnung tragen, daß die periodischen Kometen überhaupt selten sind, und daß sie ihre Existenz fast ausschließlich der Gefangennahme durch einen Planeten zu verdanken scheinen.

Wenn man annimmt, daß nicht nur auf den Planeten, sondern auch in den vom Sonnenkörper abgelösten Nebelringen Explosionen stattfanden, so wird begreiflich, wie zahlreiche Schwärme von Sternschnuppen aus allen Punkten des Raumes die Erdbahn kreuzen können, ja Schulhof meint, daß man aus diesem Gesichtspunkte vielleicht auch die rätselhafte Thatsache werde erklären können, daß gewisse Radiationspunkte monatelang Sternschnuppen entsenden. Inzwischen macht er darauf aufmerksam, daß der ganzen Hypothese zwei schwere Bedenken entgegenstehen. Zunächst die ungeheuren Anfangsgeschwindigkeiten, gemäß denen sich z. B. der Komet 1866 I (Leonidenschwarm) von der Erde mit einer Geschwindigkeit von 80 km in der Sekunde hätte ablösen müssen, und selbst für den Kometen 1861 I (Lyridenschwarm) müßte diese Geschwindigkeit 55 km betragen haben. Allerdings könnte man annehmen, daß die retrograden Kometen, die im Perihel der Sonne näher kommen als bis auf einen Erdbahnhalbmesser, durch Explosionen entfernterer Planeten entstanden seien, allein dann müßte man die Thatsache, daß die Bahnen der Kometen, denen wir unsere drei periodischen Sternschnuppenschwärme verdanken genau die Bahn der Erde durchschneiden, dem reinen Zufalle zuschreiben. Ein solcher Zufall würde hier viel weniger schwierig anzunehmen sein als bei der Hypothese Schiaparellis, allein man könnte ihn doch nur zugeben, wenn nur wenige retrograd sich bewegende Meteorschwärme existierten. Allein diese sind ebenso zahlreich als diejenigen mit direkter Bewegungsrichtung, und die Entstehung aller dieser Schwärme erfordert große Anfangsgeschwindigkeiten. Ein zweiter Einwurf gegen diese Hypothese ist in dem Umstande zu finden, daß alle periodischen Kometen sich leicht trennen und auflösen und mindestens zwei derselben in weniger

als einem Jahrhundert verschwunden sind. Es ist unmöglich, zu erklären, wie periodische Kometen vielleicht seit Millionen von Jahren in unserm Sonnensystem verweilen können, wenn ihre Existenz so prekär ist wie diejenige des Brorsenschen und Bielaschen Kometen. Es wurde schon erwähnt, daß einige periodische Kometen seit enorm langer Zeit Mitglieder unsers Sonnensystems sein müssen; für den Kometen Brorsen findet Schulhof durch eine beiläufige Rechnung, daß im günstigsten Falle dessen Eroberung vor Tausenden von Jahren stattgefunden haben muß, und dieser Komet ist anderseits nach 30jähriger Beobachtung verschwunden!

Hier liegt ein Geheimnis vor, und um dieses zu erhellen, ist man nach Schulhof gezwungen, zwischen zwei gleich willkürlichen Hypothesen zu wählen. Diejenigen wenigen Kometen, für welche die Eigentümlichkeiten ihrer Bahnen eine lange Existenz in unserm Sonnensystem zu erfordern scheinen, würden, so könnte man annehmen, zu einer gewissen Zeit infolge irgend eines uns unbekannten Ereignisses eine tiefe Veränderung ihrer Bewegung erfahren haben, vielleicht indem sie mit einem unbekannten Körper zusammenstießen oder einer Explosion unterlagen. Man kann aber auch bezüglich der periodischen Kometen annehmen, daß, während einige rascher oder langsamer sich auflösen, andere aus den unzählbaren Meteoren, die in elliptischen Bahnen um die Sonne cirkulieren, sich neu bildeten infolge elektrischer oder magnetischer Kräfte, die in den Körperchen selbst ihren Sitz haben. Wenn die Kometen, wie wahrscheinlich, einen unzerstörbaren Kern besitzen, so würde dieser als Anziehungsmittelpunkt für die begegnenden Körperchen dienen. Diese Hypothese ist sehr verführerisch und in vager Form schon von früheren Astronomen aufgestellt worden, neuerdings auch von Herz. Sonach muß man lediglich der ursprünglichen Materie, die nach der Gefangennahme der in fast parabolischen Bahnen laufenden Kometen unserm Sonnensystem einverleibt wurde, eine lange Dauer der Existenz zuschreiben. Jeder dieser Kometen hat sich, früher oder später, aufgelöst, die Trümmer haben sich längs der wenig voneinander verschiedenen elliptischen Bahnen zerstreut, aber von Zeit zu Zeit bilden sich aus ihnen neue Anhäufungen, die dann unsere periodischen Kometen vorstellen, welche ihrerseits bestimmt sind, sich wiederum aufzulösen. Wenn diese Bildungsweise der periodischen Kometen der Wahrheit entspricht, so begreift man leichter, weshalb so viele Kometen existieren, die einen und den nämlichen Nähepunkt an eine Planetenbahn besitzen. Würde man dagegen einfach annehmen, daß diese nur die Trümmer eines einzigen ältern Kometen sind, so müßte man unermeßliche Zeiträume annehmen, damit während derselben Störungen die Bahnen in dem beträchtlichen Grade, den wir antreffen, verändern konnten. Diese Schwierigkeit fällt bei der Schulhofschen Hypothese fort; die Körperchen, welche aus der allmählichen Zerstreuung eines gefangenen Kometen herrühren, und welche, indem sie den gemeinsamen Annäherungspunkt an die Bahn des störenden Planeten behalten, allmählich die verschiedensten elliptischen Bahnen einschlagen, können von neuem Gruppierungen zu bestimmten Haufen bilden. Diese Hypothese macht auch das Vorhandensein gewisser Eigentümlichkeiten in der Bewegung der periodischen Kometen sehr wahrscheinlich. In der That sind solche vorhanden, wie z. B. die Beschleunigung der Bewegung des Kometen von Encke sowie die Verlangsamung des Brorsenschen Kometen, und es ist wahrscheinlich, daß mit der Zeit noch andere ähnliche Fälle konstatiert werden.

Die Sternschnuppen, Feuerkugeln und Meteorite.

Im allgemeinen versteht man unter Sternschnuppen lautlos verlaufende Meteorerscheinungen von geringer Helligkeit, während hellere, die dem Jupiter oder der Venus an Glanz gleichkommen, als Boliden bezeichnet werden, solche aber, die deutliche Scheiben zeigen, bisweilen Funken sprühen und bei Nacht auf kurze Zeit alles erleuchten, dabei meist Schweife besitzen und

nicht selten mit Getöse explodieren, Feuerkugeln genannt werden. Die aus den Feuerkugeln in einzelnen Fällen zur Erde fallenden Massen bilden die Meteorite, welche in die beiden Klassen der Stein- und der Eisenmeteorite zerfallen.

1. Teleskopische Sternschnuppen sind nicht selten. Zwar bemerkt Olbers, daß er während mehr als 50 Jahren fast unzähligemal den Himmel stundenlang mit Kometensuchern durchmustert habe, ohne andere Meteore wahrzunehmen als solche, die er ebenso gut mit bloßem Auge hätte sehen können, allein Winnecke hat die richtige Erklärung dieser Anomalie darin gefunden, daß Olbers den Himmel rasch mit dem in freier Hand gehaltenen Rohre durchmusterte. Jul. Schmidt kommt auf Grund eigener Beobachtungen zu dem Ergebnisse, daß „ungezählte Scharen von Meteoren am Himmel vorüberziehen, die das freie Auge nicht mehr erblickt". Winnecke stimmt dieser Behauptung vollkommen bei, und fleißige Himmelsbeobachter, wie z. B. Weber in Peckeloh, haben häufig Gelegenheit gehabt, merkwürdige teleskopische Massen, teils an der Sonne, teils bei nächtlicher Dunkelheit unter den Sternen oder an der Milchstraße vorbeiziehen zu sehen. Es dürfte sich verlohnen, diesem Gegenstande ein specielles Studium zuzuwenden, wobei ein Kometensucher mit möglichst großem Gesichtsfelde benutzt werden müßte. Derselbe hätte eine feste Aufstellung zu erhalten, etwa in der Richtung nach dem Polarsterne hin.

Winnecke hat mit einem Kometensucher von 34‴ Öffnung, 3° Gesichtsfeld und 15facher Vergrößerung wertvolle Beobachtungen über teleskopische Meteore angestellt. Er macht darüber folgende Mitteilungen[1]):

„Die häufigen Wahrnehmungen teleskopischer Sternschnuppen, die ich gelegentlich der Beobachtungen mit diesem Kometensucher machte, veranlaßten mich im März 1854, die einzelnen Fälle zu notieren. Ende Oktober wurden diese Notierungen unterbrochen, auch fehlen die Aufzeichnungen aus den Monaten Juni und Juli. Indem ich diese einstweilen übergehe, finde ich von 32^d Aufzeichnungen. Abgerechnet die verwaschenen Sternschnuppen, die ich später einzeln aufführen will, wurden in dieser Zeit im Kometensucher 105 Sternschnuppen gesehen mit folgender Verteilung nach Größenklassen:

2^m : 1, 3^m : 3, 4^m : 4, 5^m : 3, 6^m : 8, 7^m : 16, 8^m : 32, 9^m : 23, 10^m : 15.

Die Zahl der gesehenen Sternschnuppen also nimmt bis zu der 8. Größe zu, dann wieder ab; offenbar aus denselben Gründen, weshalb das Maximum der mit bloßem Auge notierten Sternschnuppen bei der 3. oder 4. Größe liegt. Die Anzahl der teleskopischen Meteore beträgt 86, dazu kommen noch 3 verwaschene, Summa 89, wahrgenommen in 73 Beobachtungsstunden, oder stündlich im Durchschnitt 1,2. Auf einem kreisförmigen Raume von 3° Durchmesser zeigte sich also im Durchschnitt alle $^3/_4{}^h$ ein Meteor von 7. bis 10. Größe. Diese Zahl gilt für Tage, an denen man keine besonders starke Frequenz der Sternschnuppen erwarten darf. Es ist jedoch in betreff derselben noch zweierlei zu bemerken. Die angesetzten Zeiten drücken die Dauer der Beobachtungen aus. Zur Ableitung der stündlichen Zahl ist aber die Summe der Zeiten erforderlich, während welcher der Beobachter wirklich durch das Fernrohr geschaut hat. Diese ist aber für die obigen Beobachtungen nicht unbedeutend kleiner, so daß die Zahl etwas zu vergrößern wäre. Anderseits würde eine Verringerung erfordert werden, wenn, wie nicht unmöglich ist, ein oder der andere Tag nicht notiert wäre, an dem keine Stern-

[1]) Wochenschrift f. Astronomie 1861, S. 377.

schnuppe gesehen wurde. Es finden sich übrigens öfter Tage und längere Zeiträume aufgezeichnet, in denen keine Sternschnuppen gesehen wurden, und die zu dem obigen Mittel ihre Stimme gegeben haben.

Das Verhalten teleskopischer Meteore scheint durchaus dem der mit freiem Auge wahrnehmbaren analog zu sein. Die Bahnen sind im allgemeinen, wenn zwei oder mehrere binnen kurzer Frist an beiläufig derselben Stelle gesehen worden sind, einander parallel, jedoch ist nicht immer die Richtung der Bewegung dieselbe, sondern zuweilen diametral entgegengesetzt. Häufig wurden an demselben Abend in gleicher Gegend auch größere Sternschnuppen mit freiem Auge gesehen, deren Richtung eine gleiche war. Die teleskopischen Meteore treten ebenso wie die mit dem freien Auge sichtbaren nicht selten gruppenweise auf und zeigen in manchen Fällen Schweife. Unter den 86 Sternschnuppen habe ich 8 mit Schweifen notiert, 7. Größe 2, 8. Größe 4, 10. Größe 2. Die durchlaufenen Bahnen sind zuweilen sehr kurz; mehrere Sternschnuppen habe ich im Gesichtsfelde auftauchen und wieder verschwinden sehen. Die Dauer ihrer Sichtbarkeit ist im allgemeinen groß genug, sie sicher wahrzunehmen; zuweilen gehen selbst sehr schwache Sternschnuppen äußerst rasch, öfter aber noch langsam, so daß sie zur Zurücklegung von wenigen Graden 1^s und mehr gebrauchen. Von Farbenwahrnehmungen kann natürlich bei Sternschnuppen schwächer als 8^m nicht die Rede sein.

Von den helleren habe ich notiert:

	siebenter Größe	achter Größe
weiß	1	3
bläulich	1	1
rötlich	1	1

von den übrigen sind die Farben nicht angegeben; sie werden zum größten Teile weiß gewesen sein. Deutliche Abweichungen von einer regelmäßigen Bahn habe ich nur in einem Falle bemerkt.

Unter 90 Meteoren habe ich drei oder vier verwaschene Massen gesehen, so daß die teleskopischen Sternschnuppen auch in dieser Beziehung Analogie mit den helleren zeigen. Ich lasse hier die einzelnen Fälle folgen, wobei ich die verwaschenen Massen, heller als 7^m, welche in jener Zeit im Kometersucher gesehen wurden, ebenfalls hersetze.

1854, März 21, 13^h 9^m mittl. Zt. Göttingen. Eine sonderbare bläuliche Dunstmasse von 4′ bis 6′ Durchmesser zwischen den Händen des Ophiuchus. Wie ein Stern nicht im Focus; von langsamem Fluge. Schweif. Totallicht wie ein Stern $4{,}5^m$; wuchs im Felde.

März 23, 11^h 13^m rötlich. Bei α Leonis; verwaschen, 4′ groß, keilförmig, die breitere Seite vorangehend.

März 25, 14^h 48^m bläulich. Bei δ Cygni, etwas verwaschen. 1′ Durchmesser.

Mai 17, 12^h 19^m. Am Hinterschenkel des Camelopard. Entstand im Felde 1^0 vom obern Rand entfernt und ging nach oben. Um diesen Raum zu durchlaufen, gebrauchte sie $1\frac{1}{2}$ bis 2^s. Durchmesser $1\frac{1}{2}$′, rund, scharf begrenzt.

Mai 20, 12^h 8^m. Im Füllen, verwaschen.

Mai 30, 11^h 46^m rötlich; 10^0 senkrecht unter dem Pole. Scharf begrenzt; 1′ Durchmesser; langsam.

März 2, 14^h $66{,}5^m$ rot; im kleinen Löwen; kometenartig, 1′ Durchmesser. Kopf mit Schweif. Bewegte sich so langsam, daß ich sie bis zu ihrem Verschwinden durch Nachbewegen des Fernrohrs verfolgte.

Als Fälle, die eine Schätzung über die Länge der durchlaufenen Bahn gestatten oder aus anderen Gründen verdienen hervorgehoben zu werden:

März 19, 18^h 49^m. Im Dreieck, $1\frac{1}{2}^0$ lang.

März 24, 10^h $410{,}11^m$. Unter γ Virginis. Ein Minimum der Sichtbarkeit. 22^0 lang. Kein Schweif.

April 24, 13^h 310^m. Im Schützen. $1\frac{1}{2}^0$ lang.

Mai 17, 10^h $59{,}10^m$. 4^0 unterhalb a Cassiopejae; entstand und verschwand im Felde; heller beim Auftauchen; Dauer $\frac{1}{2}^s$.

August 22, 11^h 9,10^m. Bei ϑ Aquilae; entstand und verschwand im Felde. Dauer $^3/_4{}^s$. Schweif.

Oktober 22, 13,0^h 10^m. Bei δ Ursae $1^1/_2{}^0$ lange Bahn; entstand und verschwand im Felde. Schweif.

Wesentlich verschieden sind die Angaben von Dr. T. J. J. See über die Zahl der teleskopischen Meteore [1]). Nach seinen Erfahrungen wären im Gesichtsfelde (von 6′ Durchmesser) eines 24zölligen Refraktors im Jahresdurchschnitt pro Nacht 5 teleskopische Meteore sichtbar. Hieraus berechnet See, daß allnächtlich durchschnittlich 600 Millionen teleskopische Sternschnuppen in die Erdatmosphäre treten und ebensoviele an jedem Tage.

2. Schweife. Die teleskopische Beobachtung der Schweife großer Meteore gewährt einen interessanten Anblick. Eine am 10. August 1863 zu Münster beobachtete Sternschnuppe hinterließ einen $2^3/_4{}^m$ lang im Kometensucher sichtbaren Schweif. Derselbe erschien zuerst geradlinig und scharf begrenzt, hierauf wurde er breiter, die Grenzen unbestimmter, einzelne helle Stellen traten hervor. Endlich krümmte sich derselbe mehr und mehr, bildete alsdann eine Schleife, welche sich in mehrere Teile zerteilte, die allmählich schwächer wurden und zuletzt sich in Nebel auflösten, wobei die helleren Partieen am längsten sichtbar blieben.

Am selbigen Abend sah Prof. Karlinski zu Krakau eine große Feuerkugel, die sich mit ungeheurer Geschwindigkeit bewegte und die ganze Gegend wie mit blauem bengalischem Feuer beleuchtete. Sie hinterließ eine silberweiße Spur, 30′ breit und im Kometensucher 5^m lang sichtbar bleibend. Anfangs bildet sie eine gerade Linie, diese wurde dann schmäler und krümmte sich wellenförmig, dann zerriß sie und bildete einen Zug von Paragraphenzeichen, welche sich nach und nach immer mehr krümmten und dann in kleine Cumuli zusammenballten.

Admiral Krusenstern sah auf seiner Reise um die Erde den Schweif einer längst verschwundenen Feuerkugel eine Stunde lang leuchten und sich überaus wenig fortbewegen [2]).

Der Schweif der großen, funkensprühenden Feuerkugel, welche am 30. September 1850 abends über einen großen Teil von Nordamerika hinwegzog, blieb eine ganze Stunde hindurch sichtbar. Der zickzackförmige Schweif des Feuermeteors, das am 26. Mai 1751 bei Hradschina zwei Eisenmassen zur Erde herabsandte, soll sogar volle $3^1/_2{}^h$ dem bloßen Auge sichtbar am Himmel gestanden haben. Welche merkwürdigen Veränderungen würden sich hier einem geübten, mit einem Kometensucher bewaffneten Beobachter dargeboten haben!

Eins der merkwürdigsten hierhin gehörigen Phänomene ist dasjenige, welches van Hennekeler in der Nacht vom 13. zum 14. November 1865 auf der Sternwarte zu Leiden beobachtete. Er bemerkte plötzlich in der Nähe von ϱ im Löwen, $^1/_2{}^0$ über diesem Sterne unbeweglich stehend, eine hellstrahlende Feuerkugel, bestehend aus einem roten, scheibenförmigen, von einer ausgedehnten, schwächer leuchtenden Hülle umgebenen Kerne, im ganzen etwa 20′ groß. Das Meteor blieb einige Sekunden lang unbeweglich stehen und verminderte dabei merklich seine Helligkeit, dann löste es sich geräuschlos in eine Nebelmasse von länglicher Gestalt auf. Hennekeler richtete sofort den großen Kometensucher darauf und erblickte sie aus zwei, in gleicher Richtung sich erstreckenden, fast gleich breiten Teilen mit scharf begrenzten zackigen Rändern bestehend, die mit dunkeln Flecken überdeckt waren. Das Ganze lief an dem einen Ende aus in einen körnig erscheinenden, heller gefärbten Hof; am andern flossen die beiden Teile allmählich ineinander und liefen in eine Spitze aus, in der ein dunkler Fleck stand, welcher den ganzen 3^0 langen

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3618. — [2]) Humboldt, Kosmos I, S. 395.

Schweif in gerader Linie nach sich zog. Nach einigen Minuten rief Hennekeler einen zweiten Beobachter herbei; doch war in dieser kurzen Zwischenzeit eine auffallende Änderung in dem Aussehen der ganzen Masse eingetreten. Der schwarze Flecken der Spitze war verschwunden, letztere hatte sich herabgesenkt und bildete mit der andern Hälfte des Schweifes einen stumpfen Winkel, die Masse war 4° lang und breiter geworden, dabei durchscheinender, so daß sehr schwache Sterne dadurch sichtbar waren. Gegen $1^h\ 13^m$ war das Meteor zwischen ϱ und ϑ Leonis angekommen und hatte sich in zwei kleine parallele Wölkchen geteilt; die Fortbewegung wurde rascher und gleichzeitig die Helligkeit geringer. Nachdem ϑ erreicht worden, war im Kometensucher kaum noch etwas zu sehen; beide Wölkchen hatten sich in eine Anzahl paralleler Streifen zerteilt. Der von der Masse zurückgelegte Weg betrug 11° 37′. Die erste Hälfte desselben wurde in 25^m, die andere in 11^m durchlaufen.

3. Die Farben der Sternschnuppen sind, wie bei den Feuerkugeln, sehr verschieden. Nach Schmidt waren von 5671 Sternschnuppen

75,8	Prozent	weiß
15,9	„	gelb
5,7	„	rot
2,6	„	grün

4. Höhe der Sternschnuppen. Im Durchschnitt scheinen sich die meisten Sternschnuppen in Höhen von 10 bis 15 Meilen zu bewegen, einzelne steigen bis zu einer Meile gegen den Erdboden herab. Nach dem Vorgange von Heis, der in den Jahren 1851 und 1854 mit Vorteil den elektrischen Telegraphen zu korrespondierenden Beobachtungen der Sternschnuppen verwandte, hat seit 1862 Secchi zwischen Rom und Civita Vecchia auf diesem Wege Parallaxenbestimmungen erhalten. Bei der $8^3/_4$ geographischen Meilen betragenden Entfernung der beiden Beobachtungsorte war die Parallaxe in der Nähe des Zeniths häufig groß genug, um das Meteor aus einem Sternbilde in das andere zu versetzen. Nahe dem Scheitelpunkte blieb die Parallaxe durchgängig nicht kleiner als 20 bis 30°.

5. Periodische und sporadische Sternschnuppen. Die Sternschnuppen, welche in gewöhnlichen Nächten am Himmel sichtbar werden, kommen regellos aus den verschiedensten Richtungen, und man nennt sie sporadische Meteore; die periodischen Sternschnuppen dagegen, welche zu gewissen Zeiten in größerer Anzahl sichtbar werden, zeigen die Eigentümlichkeit, daß, wenn man ihre scheinbaren Bahnen am Himmelsgewölbe rückwärts verlängert, diese sich auf einer kleinen Fläche schneiden, deren Mitte man Radiationspunkt oder Radiant[1]) nennt. Dieser Punkt erscheint für die gleiche Zeit allen Beobachtern an der nämlichen Stelle des Himmels und bewegt sich mit den Sternen von Ost nach West. Er entsteht perspektivisch dadurch, daß die einzelnen Meteorbahnen in Wirklichkeit nahezu parallel sind. Das Vorhandensein eines Radiationspunktes wurde zuerst bei dem ungeheuren Sternschnuppenfall im November 1833 in Nordamerika von D. Olmstedt entdeckt[2]).

---

[1]) Diese Bezeichnung wurde zuerst von Greg 1864 eingeführt (Proceed. British meteorol. Soc., Vol. II). — [2]) Silimans Americ. Journ., Ser. 1, Vol. 26, p. 132.

Bezüglich der sporadischen Sternschnuppen geben Coulvier-Gravier und Saigey auf Grund ihrer Beobachtungen folgende Tabelle[1]) der mittleren Anzahl in den verschiedenen Monaten:

Januar	3,6	Juli	7,0
Februar	3,6	August	8,2
März	2,7	September . . .	6,8
April	3,7	Oktober	9,1
Mai	3,8	November . . .	9,5
Juni	3,2	Dezember . . .	7,2

Diese Zahlen beziehen sich sämtlich auf die Mitternachtsstunde, weil sich, wie zuerst Coulvier-Gravier nachgewiesen, die stündliche Häufigkeit der Sternschnuppen im Verlaufe der Nacht ändert. Derselbe Beobachter machte die Bemerkung, daß nach Mitternacht durchschnittlich das Maximum eintrete, und zwar für alle Orte, so daß eine Wirkung der Längendifferenz nicht hervortrete.

Die umfassendsten Beobachtungen über diesen Punkt hat J. Schmidt angestellt und mir (1868) folgende Tabelle handschriftlich mitgeteilt.

Tafel der stündlichen Häufigkeit der Meteore (hauptsächlich nach Athener Beobachtungen).

Stunde:	6,5	7,5	8,5	9,5	10,5	11,5	12,5	13,5	14,5	15,5	16,5	17,5
Januar	4,0	4,2	4,8	5,7	7,0	8,9	11,6	14,3	**16,0**	15,5	13,1	10,3
Februar	3,0	3,3	4,0	4,2	4,5	5,3	6,5	7,8	9,5	**10,3**	9,1	6,9
März	—	4,0	4,4	5,0	5,9	7,2	9,8	12,5	**13,8**	12,0	8,7	—
April	—	3,5	4,0	5,7	8,0	10,1	**11,1**	10,3	8,8	6,3	—	—
Mai	—	—	5,6	6,4	7,0	7,8	8,3	9,0	**9,1**	8,3	—	—
Juni	—	—	5,5	6,0	6,9	7,8	9,2	10,8	**11,5**	10,8	—	—
Juli 1 bis 20	—	—	5,0	6,3	8,7	10,7	12,5	13,9	15,0	**15,5**	14,8	—
„ 20 „ 31	—	—	6,1	10,2	14,7	19,0	23,7	27,0	**28,0**	24,8	19,7	—
August 1 „ 5	—	—	9,0	12,5	16,8	21,6	25,9	30,1	**32,0**	29,8	—	—
„ 6 „ 19	—	—	12,0	17,6	21,0	25,7	30,8	36,0	41,0	**43,3**	—	—
„ 10 „ 13	—	—	16,8	25,7	34,0	43,0	52,5	62,0	69,1	**71,6**	—	—
„ 14 „ 23	—	—	11,2	12,7	14,9	17,0	**18,3**	18,2	17,2	15,5	—	—
„ 24 „ 31	—	—	7,6	8,3	9,7	11,0	17,0	15,2	17,0	**17,3**	16,9	—
September 1 „ 15	—	—	7,5	8,0	9,2	10,9	12,6	14,3	**15,0**	**15,0**	14,0	—
„ 16 „ 30	—	—	7,0	7,3	8,0	9,2	10,7	12,0	**12,2**	11,9	10,7	—
Oktober 1 „ 19	—	7,1	7,9	8,8	10,0	12,3	15,7	17,7	23,8	26,8	**28,0**	25,5
„ 19 „ 31	6,2	7,6	9,5	11,0	13,4	17,0	22,0	28,2	35,0	**38,7**	36,0	29,4
November 1 „ 14	6,9	7,8	8,8	10,0	12,0	14,6	18,7	23,0	25,9	**26,2**	23,4	19,0
„ 14 „ 30	7,7	8,4	9,1	10,1	11,1	12,7	15,0	17,5	19,6	**20,5**	20,0	18,0
Dezember	5,5	7,0	9,0	11,9	14,9	17,4	14,6	21,0	**21,2**	20,0	17,4	14,0

Die Maxima sind durch fettere Zahlen hervorgehoben, und man bemerkt sofort, daß sie durchschnittlich auf 3^h morgens fallen.

[1]) Compt. Rend. Ac. Paris, Tom. 66, p. 595, 791.

Die stündliche Variation in der Häufigkeit der Meteore und eine ähnliche in Bezug auf die Himmelsrichtungen, in welchen sie für einen bestimmten Beobachtungsort auftauchen, wurde von Brandes (1823) und Herrick (1838) mit der Bewegung der Erde in Verbindung gebracht. Wenn die Sternschnuppen sehr zahlreich und gleichmäßig dicht den Raum durcheilen, so werden sie für jeden Punkt der rotierenden, aber unbeweglich im Raume angenommenen Erde durchschnittlich gleich häufig erscheinen müssen. Bewegt sich dagegen die Erde um die Sonne, so muß um den Punkt herum, gegen welchen die Erde sich bewegt (den Apex), die Zahl der Sternschnuppen größer sein als um den entgegengesetzten Punkt (den Antiapex). Je größer die Geschwindigkeit der Sternschnuppen im Verhältnis zur Geschwindigkeit der Erdbewegung ist, um so geringer wird der Unterschied der Häufigkeit um den Apex und Antiapex herum sein. Der Apex befindet sich stets nahezu 90° westlich von der Sonne, ist also 6^h morgens im obern Meridian und kulminiert 6^h abends unter dem Horizont, auch erreicht er seine größte Höhe über dem Horizont auf der nördlichen Erdhälfte im Herbst, auf der südlichen im Frühling. Bompas berechnete 1857 auf Grund dieses Princips und unter der Annahme, daß sich die Sternschnuppen mit der doppelten Geschwindigkeit der Erde bewegen, das Verhältnis ihrer Häufigkeit in den verschiedenen Stunden. Schiaparelli aber kehrte 1866 das Problem um, suchte aus dem Verhältnis der Häufigkeit die Geschwindigkeit der Meteore und fand diese 1,447 mal so groß als diejenige der Erde, d. h. gleich der paraboliſchen.

Die Entstehung der sporadischen Meteore aus der Auflösung von Sternschnuppenströmen ist von Schiaparelli nachgewiesen worden, doch macht v. Nießl darauf aufmerksam[1]), daß diese Entstehungsweise keineswegs ausschließlich anzunehmen sei. Nach ihm wird die tägliche Verteilung der Häufigkeit der Meteore durch die Annahme einer paraboliſchen Geschwindigkeit der letzteren nicht völlig erklärt, besser dagegen, wenn man vorwiegend hyperboliſche Geschwindigkeiten voraussetzt. Es spricht in der That nichts dagegen, für die sogenannten sporadischen Meteore hyperboliſche und elliptische Bahnen anzunehmen, unter welchen vielleicht solche, die sich dem paraboliſchen Grenzwerte sehr nähern, die häufigsten sind.

6. Große Sternschnuppenfälle. Das Erkennen einer periodischen Wiederkehr in der Erscheinung großer Sternschnuppenschwärme datiert aus dem Anfang unsers Jahrhunderts. Freilich hatte schon 1762 Musschenbroek[2]) auf die Häufigkeit der Sternschnuppen im August hingewiesen, aber erst Thomas Forster[3]) und Quetelet[4]) haben die periodische Wiederkehr zahlreicher Meteore um den 10. bis 12. August herum mit Bestimmtheit erkannt. Der ungeheure Sternschnuppenfall in der Nacht vom 12. zum 13. November 1833 leitete durch Analogie auf die Periodicität der Novembermeteore. Eifrige und von Erfolg gekrönte Nachforschungen in alten Annalen und Manuskripten haben gezeigt, daß die Wiederkehr dieser und anderer Ströme seit Jahr-

[1]) Verhandlgn. d. naturhist. Vereins zu Brünn, Bd. 29 (1891). — [2]) Introd. ad. Phil. Nat. 1762, Tom. 2, p. 1061. — [3]) The pocket Encyclop. of Natural Phenomene 1827, p. 17. — [4]) Corresp. mathém. 1837, Ser. 3, Tom. 1, p. 433.

hunderten, solange die Aufzeichnungen reichen, an bestimmte Epochen geknüpft ist. Es ist mitunter schwierig, aus den alten unvollkommenen Nachrichten zu erkennen, ob man mit einem Sternschnuppenphänomen oder einem Nordlicht zu thun hat. Überall da, wo von „feurigen Lanzen" die Rede ist, möchte ich eher an letztere Erscheinung denken.

Ich gebe im folgenden ein Verzeichnis der historisch klar erwähnten Sternschnuppenfälle für die einzelnen Monate.

Januar.

1839, den 2. Zahlreiche Sternschnuppen zu Bossekop von Bravais beobachtet.
1839, „ 10. Gegen 5 Uhr morgens in Solothurn viele Sternschnuppen.
1840, „ 2. Zahlreiche Sternschnuppen in Belgien.
765, „ 8. „ „ „ China.
1665, „ 9. „ „ „ „ nach Boguslawski.
308, „ 20. „ „ „ „
1844, „ 26. „ „ (Boguslawski).

Februar.

814. Zahlreiche Sternschnuppen in China.
36, den 3. „ „ „ „
913, „ 8. Die Sterne flogen auf merkwürdige Weise (Chasles).
1106, „ 19. In Italien wurden einige Sternschnuppen am Tage gesehen.
1307, „ 24. Alter Stil. Sternschnuppen (nach Boguslawskis Verzeichnis).

März.

590. Sternschnuppen in großer Anzahl (Boguslawski).
763. Die Sterne fielen so dicht wie Hagel (A. Perrey).
687, den 16., v. Chr. Sternschnuppenregen in China.
1803, „ 16. Beträchtlicher Sternschnuppenfall in der Südsee (Humboldt).
1811, „ 18. Zahlreiche Meteore in England von Th. Forster gesehen.
15, „ 25., v. Chr. Zahlreiche Meteore in China.
1839, „ 11. bis 12. „ „ „ Solothurn gesehen.
1847, „ 11., 12., 18., 24., 25., 27. (Boguslawski).

April.

1093. Im Westen fielen Sterne von Himmel (Chasles).
1008, den 1. Sternschnuppen in China.
401, „ 9. „ „ „
1093 und 1094, den 10. Viele Sternschnuppen (Chasles und A. Perrey).
1095, den 10. bis 12. Sterne wie Hagel zur Zeit des Konzils zu Clermont.
1096, „ 10. Sterne wie Hagel (Chasles).
1122 und 1123, den 11. Regen von Sternen (Chasles).
839, den 17. Große Erscheinung in China (Biot).
927, „ 17. „ „ „ „ „
934, „ 18. „ „ „ „ „
1838, „ 20. 154 Meteore in 7^h zu Tennessee beobachtet.
1800, „ 22. Viele Sternschnuppen in Virginien und Massachusetts gesehen.

Mai.

824. Erscheinung in China.
839, den 13. Die Sterne fliegen nachts nach allen Seiten (Chasles).
965, „ 18. Nach Boguslawski.

1706, den 12. Nach Boguslawski.
1782, „ 15. Im Rheinthale abends gegen 9 Uhr „raketenmäßiges Schießen der Sterne“ [1]).

Juni.

36 v. Chr. Sternschnuppen in China.
1554, den 11. „ (Boguslawski).
1573, „ 27. Zahlreiche farbige Kugeln am Himmel über 1h hindurch, morgens, nachdem die Sonne schon aufgegangen [2]).
1777, „ 17. Sternschnuppen (Boguslawski).
1799, „ 15. (20.) Sternschnuppen (Boguslawski).

Juli.

784, den 14. Viele Meteore in China.
714, „ 19. „ „ „ „
841, „ 25. „ „ „ „
830, „ 26. „ „ „ „
835, „ 26. „ „ „ „
924, „ 26. bis 28. „ „ „ „
925, „ 27. „ 28. „ „ „ „
833, „ 27. „ „ „ „
926, „ 27. „ „ „ „
933, „ 25. bis 30. „ „ „ „
1293, „ 26. „ „ „ „
1784, „ 12., 26. bis 27. Zahlreiche Sternschnuppen [3]).
1785, „ 27. Zahlreiche Sternschnuppen in Prag gesehen.
1840, „ 26. „ „ „ Deutschland.
1848, „ 28. „ „ „ Aachen von Heis gesehen.
1849, „ 28. bis 29. Zahlreiche Sternschnuppen in Bonn von Schmidt gesehen.
1864, „ 26. 48 Sternschnuppen in 2h zu Münster gesehen.
1865, „ 26. bis 29. Die größte Anzahl erschien am 28.

August.

268. Zahlreiche Meteore in China.
1029. „ Sternschnuppen mit großem Geräusch und Leuchten [4]).
1826, den 3. „ „ nach Olbers.
865, „ 5. „ „ in China.
1451, „ 5. „ „ „ „
1819, „ 6. „ „ nach Kämtz.
1709, „ 8. „ „ in Zürich „viele fallende Sterne“ nach Scheuchzer.
1781, „ 8. Zahlreiche Sternschnuppen in Boston.
1779, „ 9. „ „ „ Neapel nach Hamilton.
1784, „ 6. bis 9. Zahlreiche Sternschnuppen [5]).
1789, „ 9. Zahlreiche Sternschnuppen von Spallanzani auf dem M. Cimone gesehen.
1798, „ 9. Zahlreiche Sternschnuppen in Nordamerika.
1799, „ 9. „ „ „ Göttingen von Brandes gesehen.
1804, „ 9. „ „ Viele Meteore von Benzenberg in Hamburg gesehen.
1806, „ 10. Zahlreiche Sternschnuppen in England nach Forster.
1815, „ 10. „ „ nach Chladni.

---

[1]) Monatl. Nachr. 1782. — [2]) Brügger (Chur), Beiträge zur Naturchronik der Schweiz. — [3]) Mannh. Ephem. — [4]) Soyuti, Geschichte von Kairo. — [5]) Mannh. Ephem.

1822, den 10. Zahlreiche Sternschnuppen in New-York.
1831, „ 10. „ „ „ Westindien.
1833, „ 10. „ „ „ Worcestershire.
1800, „ 10. bis 11. Sehr viele Meteore in England.
1836, „ 8. „ 10. Sehr zahlreiche Meteore, besonders am 9. Nach Walferdin in der Nacht vom 8. zum 9. zu Bourbonne-les-Bains stündlich 316 Meteore.
1837, „ 9. bis 11. Gleichfalls sehr zahlreiche Meteore in Europa und Amerika. Als Radiationspunkt giebt Wartmann in Genf α Drache und β Bärenhüter an.
1838, „ 9. bis 11. Zahlreiche Meteore.
1839, „ 9. bis 11. Sehr zahlreiche Meteore auf beiden Erdhälften. Das Maximum trat ein am 10. Von hier ab hat sich das Phänomen regelmäßig alle Jahr wiederholt. Coulvier-Gravier hat aus seinen Beobachtungen, reduziert auf die Mitternachtsstunde, eine periodische Zu- und Abnahme der Intensität gefunden. Hiernach trat das Maximum im Jahre 1848 ein.
1840, „ 9. bis 13. Viele Sternschnuppen.
1841 bis 1842, den 9. bis 11. Viele Sternschnuppen.
1843, den 9. bis 13. Viele Sternschnuppen.
1823, „ 15. Zahlreiche Meteore in Tübingen gesehen.
1824, „ 15. „ „ „ England gesehen.
1716, „ 18. „ „ „ ganz Europa.
1842, „ 21. Zwischen 11 und 12 Uhr nachts sehr zahlreiche Meteore in Lyon.
1037, „ 27. Meteore in China.
1063, „ 28. „ „ „
532, „ 30. „ „ „

September.

1820, den 2. Viele Meteore in England von Forster gesehen.
585, „ 6. „ „ (Abel Rémusat).
925, „ 21. „ „ (Boguslawski).
1840, „ 21. Zwischen 7 und 10 Uhr abends sah Wartmann in Genf 106 Meteore.
1841, „ 9. Zahlreiche Sternschnuppen in Genf gesehen. Zwischen 9 und 11 Uhr über 23 stündlich.
585, „ 26. Viele Sternschnuppen (Boguslawski).

Oktober.

912. Meteorschauer (Boguslawski).
1399. In Italien.
1623, den 10. „ China.
1436, „ 11. „ „
1847, „ 12. Heis in Aachen, viele Meteore.
1831, „ 13. Sehr viele Meteore in Deutschland.
1439, „ 14. In China.
1798, „ 14. Göttingen, viele Meteore von Brandes gesehen.
1743, „ 15. Sehr viele Sternschnuppen zwischen 9 u. 10 Uhr abends in England.
1741, „ 17. „ „ „ in Aachen von Heis gesehen.
1838, „ 18. Meteore im Departement Ardèche gesehen.
1726, „ 19. Zahlreiche Meteore (Boguslawski).
1202, „ 19. Die Sterne flogen wie Heuschrecken[1]).
1002, „ 20. In China.
855, „ 21. Zahlreiche Sternschnuppen von arabischen Schriftstellern erwähnt.
856, „ 21. „ „ „ „ „ „

[1]) Soyuti, Geschichte von Kairo.

1366, den 21. bis 22 (Boguslawski).
1766, „ 21. Zahlreiche Sternschnuppen (Heis).
1848, „ 20. bis 26. Zahlreiche Sternschnuppen von Heis gesehen.
902, „ 23. Zahlreiche Sternschnuppen in der Todesnacht Ibrahim ben Ahmeds.
1199, „ 23. Sternschnuppenschauer (Boguslawski).
1805, „ 23. „ in Deutschland.
1101, „ 24. „ (Boguslawski).
1845, „ 24. „ von Heis gesehen.
1533, „ 24. Nocte visa sunt multa millia stellarum cadere [1]).
979, „ 28. „grewliche Feuerzeichen am Himmel als ob zwei oder drei Heer gegen einander zögen“ [2]).
1366, „ 30. Ungemein zahlreiche Sternschnuppen in Prag gesehen.

November.

Es werden hier chronologisch, meist nach Boguslawskis Zusammenstellung, hauptsächlich blos die Epochen der vorzüglichsten Sternschnuppenerscheinungen aufgeführt. Einzelheiten, besonders über die neueren Beobachtungen des Schwarmes vom 13. bis 14. November, folgen weiter unten.

585, den 12. (Nach Chasles.)
837, „ 12. In China.
899, „ 18. „ Ägypten.
901, „ 30. (Nach Herrick.)
970, „ 8. In China.
1199, „ 8. „ Arabien.
1533, „ 3. „ China, sehr bedeutend.
1582, „ 7. bis 8. In Genf und Zürich fiel Feuer vom Himmel.
1584, „ 28. In Zürich nach Guggenbühls Chronik.
1586, „ 25. „ „ „ „ „
1602, „ 7. In China.
1606, „ 15. In Siebenbürgen.
1698, „ 8. bis 9. Großer Sternschnuppenfall in Genf. Am 9. 4 Uhr früh viele Sternschnuppen in Zürich.
1787, „ 9. bis 10. Viele Meteore in Mannheim von Hemmer gesehen.
1787, „ 10. Viele Meteore in England gesehen.
1799, „ 12. Große Meteorschauer in der ganzen Nordhalbkugel der Erde, Maximum zwischen 2 und 4 Uhr früh nach Humboldt in Cumana.
1813, „ 8. bis 10. Zahlreiche Meteore.
1818, „ 13., 17., 19. „ „
1820, „ 12. „ „
1822, „ 12. bis 13. Zahlreiche Meteore und Feuerkugeln von Klöden zu Potsdam gesehen.
1826, „ 6. bis 7. Viele Meteore.
1828, „ 11. „ 12. „ „
1831, „ 13. Zu Brunneck in Tirol sah man gegen 6 Uhr früh plötzlich sehr viele Meteore, das Gleiche bemerkte Kapitän Bérard gegen 4 Uhr früh an der spanischen Küste.
1832, „ 12. bis 13. Sehr viele Meteore in Europa, Nordamerika und Arabien. Olmstedt und Twining wurden dadurch zuerst auf die Idee einer Periodizität der Novembermeteore geführt.
1833, „ 12. bis 13. Großartiger Sternschnuppenfall.
1834, „ 13. „ 14. Viele Meteore. Olmstedt in New-Haven bestimmte das Maximum auf 1 Uhr 4 Minuten.

---

[1]) Chronik von Wittenberg. — [2]) Braunschw. Chronik.

1836, den 11. bis 14. In Breslau trat am 12. um 4 bis 5 Uhr früh ein Maximum ein; Herschel sah am Kap nur wenige Meteore. Herrick dagegen zählte 150 in einer Stunde. Olmstedt bestimmte als Radiationspunkt $\alpha = 145^0$ und $\delta = +25^0$. In Breslau wurden in der Nacht vom 13. bis 14. von 3 Uhr bis 5 Uhr 50 Minuten 146 Meteore gesehen. Aus diesen und den Berliner Beobachtungen scheint hervorzugehen, daß das Maximum ziemlich plötzlich gegen $5^1/_2$ Uhr früh eintrat.

1837, „ 13. bis 14. Viele Meteore. Radiationspunkt nach Olmstedt $\alpha = 146^0$ $\delta = +24^0\ 50'$; Maximum zwischen 4 und 5 Uhr früh.

1838, „ 13. bis 14. Zahlreiche Meteore. Nach Focke in Bremen Radiation meist im Drachen, Maximum nach Mitternacht. In Wien war das Maximum, nach sehr genauen Beobachtungen, etwa um 4 Uhr früh und die Anzahl der Meteore von $3^1/_2$ bis $4^1/_2$ Uhr = 381. In London soll zwischen 3 Uhr 35 Min. bis 55 Min. ein plötzliches Maximum (mehr als 400 Meteore) eingetreten sein. Zu Lamballa will ein Beobachter zwar nur ein Meteor, aber eine ungemeine Helligkeit der Atmosphäre bemerkt haben. Auch in Amerika waren die Meteore sehr zahlreich; Radiation meist aus dem großen Löwen. Herschel bemerkte gleichzeitig am Kap ein Polarlicht.

1839, „ 12. bis 13. In Breslau am 12. von 3 bis 4 Uhr = 242 Meteore, am 13. von 12 bis 13 Uhr = 318. In Amerika war wenig gesehen worden.

1840, „ 10. Von Wartmann in Genf von $9^1/_4$ bis 16 Uhr = 222 Meteore gesehen. An den anderen Tagen wenig. Mondschein.

1841, „ 12. bis 14. In Europa nichts besonderes. Dagegen sah Herschel auf St. Helena am 12. von 8 Uhr bis 16 Uhr 40 Min. 102 Meteore. Maximum zwischen 3 und 4 Uhr mit 29 Meteoren in der Stunde. In der Nacht vom 13. bis 14. wurden in Breslau stündlich 45 Meteore bemerkt, meist aus dem Perseus.

1842, „ 11. bis 15. Am zahlreichsten waren die Meteore in der Nacht vom 11. zum 12., doch sah man in Rochester am 15. früh um 1 Uhr 150 bis 200 Sternschnuppen, während Quetelet in derselben Zeit ungemein wenig bemerkte.

1843 bis 1845. Wenig; meist trüb.

1846, den 12. bis 13. In Wien wurden 239 Meteore gesehen. Heis in Aachen setzte ein Maximum auf 11 bis 12 Uhr mit 37 Sternschnuppen stündlich, und meist aus Perseus.

1847 bis 1848, den 12. bis 13. Viele meist kleine Meteore.

1849, den 12. bis 13. Am 12. von $10^1/_2$ bis $11^1/_2$ Uhr in Breslau 88 Meteore. Am 13. von $10^1/_2$ bis $11^1/_2$ Uhr in Breslau 29 Meteore.

In den folgenden Jahren blieb die Erscheinung mit geringen Schwankungen ziemlich konstant, doch im ganzen wenig bedeutend. Über die Erscheinungen seit 1866 wird weiter unten specieller die Rede sein.

Dezember.

786. Im Dezember sah man „feurige Lanzen" am Himmel.

848, den 1. sah man „mitten in der Nacht feurige Lanzen" am Himmel.

883. Zu Anfang des Dezember viele Sternschnuppen in China.

1769, „ 1. Viele Sternschnuppen zu Elbeuf gesehen.

901, „ 4. Sternschnuppen.

1576, „ 5. Viele Meteore in China.

1741, „ 5. „ „ „ Petersburg von Krafft gesehen.

1798, „ 6. bis 7. Großer Sternschnuppenfall von Brandes in Bremen gesehen. Die stündliche Anzahl soll über 100 betragen haben.

1830, „ 7. Viele Meteore von Raillard unweit Langres gesehen.

1838, den 6. bis 8. Viele Meteore in Europa und Nordamerika gesehen. Herrick in New-Haven zählte am 7. von 8 bis 10 Uhr abends 164 Meteore, meist aus der Cassiopaje.
1847, „ 8. bis 10. Viele Sternschnuppen von Heis in Aachen beobachtet.
1833, „ 11. „ 15. „ „ „ Colla in Parma „
1830, „ 12. „ 13. Bei Heiligenstadt im Eichsfelde nachts 40 Feuerkugeln gesehen.
1846, „ 13. In Australien viele Meteore.
1843, „ 28. Viele Meteore in Frankreich und Deutschland gesehen.
599, „ 29. Meteorschauer in China.

Aus der vorhergehenden chronologischen Zusammenstellung scheinen sich folgende Zeitpunkte des Jahres als durch Sternschnuppenfälle ausgezeichnet zu ergeben:

Januar, den 2. bis 3. (schon von Heis erkannt)
April, „ 9. „ 11. (von Arago zuerst bezeichnet)
„ „ 20. „ 22.
Juli, „ 25. „ 30. (worauf zuerst J. Schmidt aufmerksam gemacht)
August, „ 8. „ 12.
„ „ 15. „ 21.
Oktober, „ 15. „ 23. (von Heis erkannt)
November, „ 11. „ 14. (zuerst von Olmstedt und Twining als periodisch erkannt)
Dezember, „ 7. „ 13.

7. Die Leoniden. Die wichtigste Bereicherung unserer Kenntnisse von den Sternschnuppen knüpft sich an den Novemberstrom und beginnt mit dem Jahre 1799, wo diese Erscheinung in überraschender Pracht und Fülle auftrat. Humboldt hat nachzuweisen vermocht, daß das Phänomen damals auf dem ganzen nordamerikanischen Kontinente sichtbar war, vom Äquator bis nach Neu-Herrenhut und Lichtenau in Grönland. Es war ein förmlicher Regen von Sternschnuppen. Auch in Deutschland sah man an einigen Orten viele Meteore. Erst im Jahre 1832 erneuerte sich die Erscheinung in der Pracht von 1799, aber im nächstfolgenden Jahre entwickelte sich das Phänomen in einer Großartigkeit, die man nicht geahnt. Die Erscheinung blieb diesmal auf Nordamerika beschränkt und trat am bedeutendsten auf innerhalb einer Zone, die nach Olmstedts Untersuchung[1]) zwischen 61° und 91° westlicher Länge und 18° bis 43° nördlicher Breite liegt, ein Areal von 100 000 Quadratmeilen umfassend. Die Zahl der von 9^h abends bis 7^h morgens sichtbaren Meteore wird auf eine halbe Million geschätzt. Das Maximum scheint gegen 5^h mittlerer Zeit von New-Haven eingetreten zu sein. Olmstedt machte bei den Phänomen die wichtige Entdeckung, daß die überwiegend meisten Meteore aus einem Punkte nahe bei γ Leonis von $\alpha = 150°$ und $\delta = +21°$ aufgingen. Der Punkt, nach welchem sich damals die Erde hin bewegte, liegt nach Enckes Rechnung in $\alpha = 143° 55'$ und $\delta = +14° 20'$. Obgleich sich die Erde während der Dauer der Beobachtung um mehr als 156 000 Meilen im Raume fortbewegte, blieb der Radiationspunkt doch unverrückt im Löwen und veränderte mit diesem Sternbilde Höhe und Azimut. Um den Radiationspunkt herum befand sich ein kreisförmiger Raum von mehreren Graden, innerhalb welchem keine Sternschnuppe auftauchte. Die meisten Meteore waren geschweift, sie zerplatzten, doch ohne Geräusch, oder lösten sich in Rauch auf.

[1]) Sillimann Journal I. Ser., Vol. 26, p. 132 ff.

Olmstedt kam zu der Überzeugung, daß dieser Strom der „Leoniden" von außerhalb in die Erdatmosphäre eingedrungen sei und zwar mit einer Geschwindigkeit von mindestens 6 km in der Sekunde. Es handle sich um eine Art von kosmischer Wolke, wahrscheinlich um einen Kometen, der periodisch wiederkehre, da die Erscheinung auch 1799 eingetreten sei. Die Umlaufszeit dieses Kometen nahm er zu etwa $^1/_2$ Jahr an, indem er dem Schwarme irrtümlicherweise die gleiche absolute Geschwindigkeit wie der Erde beilegte. Dagegen behauptete Olbers 1837 [1]), daß die Umlaufsdauer des Schwarmes jedenfalls mehrere Jahre, möglicherweise sogar 33 bis 34 Jahre betragen möge und Herrick stimmte (1839) letzterer Ansicht bei. Auf Grund der Verspätung des Eintrittes der Erscheinung 1833 um 1^d gegen 1799, kam Boguslawski zu der Überzeugung, daß der Sternschnuppenregen vom 21. Oktober 1366 (alten Stils) eine frühere Erscheinung des Phänomens von 1799 und 1833 sei und man begann nunmehr die alten Nachrichten über große Sternschnuppenfälle des Oktober zu vergleichen, um die Knotenbewegung der Bahn des Schwarmes genauer zu ermitteln. Die eingehendsten Untersuchungen hierüber lieferte Prof. G. A. Newton [2]), wobei er darauf aufmerksam machte, daß allein schon wegen der verschiedenen Dauer des siderischen und tropischen Jahres die Erscheinung alle 70 Jahre um 1^d sich verspäten muß, abgesehen von der wahren Knotenbewegung.

Prof. Newton stützte seine Rechnung auf folgende 13 Erscheinungen:

						Länge der Erde
1.	alter	Stil	902	Oktober 12.	17^h	24^0 16,6′
2.	„	„	931	„ 14.	10^h	25^0 57,5′
3.	„	„	934	„ 13.	17^h	25^0 31,6′
4.	„	„	1002	„ 14.	10^h	26^0 44,8′
5.	„	„	1101	„ 16.	17^h	30^0 2,4′
6.	„	„	1202	„ 18.	14^h	32^0 25,5′
7.	„	„	1366	„ 22.	17^h	37^0 47,9′
8.	„	„	1533	„ 24.	14^h	41^0 11,7′
9.	„	„	1602	„ 27.	10^h	44^0 18,9′
10.	neuer	Stil	1698	November 8.	17^h	47^0 20,6′
11.	„	„	1799	„ 11.	21^h	50^0 1,6′
12.	„	„	1832	„ 12.	16^h	50^0 49,0′
13.	„	„	1833	„ 12.	22^h	50^0 49,5′

Er fand aus derselben für 1850 die Länge des Knotens $= 51^0$ 17,7′, mit einer jährlichen Veränderung von $+$ 1,711′, wovon die Hälfte der jährlichen Präzession, die andere Hälfte den planetarischen Störungen zuzuschreiben sei. Die Bewegung des Schwarmes betrachtete er als retrograd und die Umlaufszeit beträgt $354{,}62^d$, doch machte Prof. Newton darauf aufmerksam, daß die Berechnung der säkularen Störungen der Knotenlänge erst eine Entscheidung über die wirkliche Dauer der Umlaufszeit liefern könnte. Ob der

[1]) Schumachers Jahrbuch 1837, S. 280. — [2]) Sillimann Journal II, Vol. 37, p. 377.

dichteste Teil des Schwarmes außerhalb oder innerhalb der Erdbahn passierte, mußte Prof. Newton unentschieden lassen, dagegen konnte er die Wiederkehr eines sehr großen Sternschnuppenfalls der Leoniden für die Nacht des 13. zum 14. November 1866 mit Gewißheit ankündigen.

Man darf behaupten, daß mit Ausnahme der Venusdurchgänge bis dahin noch niemals ein astronomisches Ereignis mit größerm allseitigem Interesse erwartet worden ist, als der angekündigte große Sternschnuppenfall. Derselbe trat vollkommen der Vorausberechnung gemäß ein. Was die Zahl der sichtbar gewordenen Meteore anbelangt, so war diese natürlich je nach dem Zustande des Himmels und der Geübtheit der Beobachter verschieden. Die Erscheinung war eine großartige, aber die Zahl der Meteore im ganzen doch sehr wahrscheinlich geringer als 1833.

Auf dem Observatorium von Greenwich fanden acht geübte Beobachter die stündliche Zahl der Meteore:

von 9 bis 10^h . .	10	von 1 bis 2^h . .	4860
„ 10 „ 11^h . .	15	„ 2 „ 3^h . .	832
„ 11 „ 12^h . .	168	„ 3 „ 4^h . .	528
„ 12 „ 1^h . .	2032	„ 4 „ 5^h . .	40

Bei einem von seiten der Berliner Sternwarte organisierten Beobachtungssysteme wurde ein begrenztes Areal des Himmels ins Auge gefaßt, dessen Mittelpunkt der Polarstern und dessen Halbmesser nahe 30^0 war. Die Zahl aller Sternschnuppenbahnen, deren Mitte in jenes Areal fiel, wurde in genau gemessenen Zeiträumen notiert und daraus ein Tableau abgeleitet, welches während der das Maximum einschließenden Stunde für jede Minute die Zahl der in jenem begrenzten Gebiete wahrgenommenen Sternschnuppen angab. Diese Anzahl betrug pro Minute:

um $1^h\ 30^m$ . .	15	um $2^h\ 10^m$ . .	48
„ $1^h\ 40^m$ . .	25	„ $2^h\ 20^m$ . .	35
„ $1^h\ 50^m$ . .	43	„ $2^h\ 30^m$ . .	17
„ 2^h . .	55		

Um $1^h\ 30^m$ kamen 15 dieser Körperchen auf 144 000 Kubikmeilen, um 2^h 55 auf 168 000 Kubikmeilen, um $2^h\ 30^m$ 17 auf 192 000 Kubikmeilen, so daß für die durchschnittlichen Abstände der einzelnen Körper voneinander als Dichtigkeitsmaß der Schar sich um $1^h\ 30^m$, 2^h und $2^h\ 30^m$ der Reihe nach 21, $14^1/_2$ und 23 Meilen herausstellen. Natürlich werden diese Abstände kleiner gefunden, wenn man eine größere Geschwindigkeit annimmt. Eine gute Bestätigung dieser Resultate liefert eine andere Zählung, die um die Zeit des Maximums in einem Areal des Himmels vorgenommen wurde, dessen Mitte der Strahlungspunkt im Löwen bildete und dessen Halbmesser 20^0 war. Dieses Areal, der Lage nach stark verschieden von der obigen Polarfläche, lieferte nach demselben Rechnungsverfahren um 2^h auf einer Fläche von 830 Quadratmeilen pro Minute 125 Lichterscheinungen, also wiederum mit Hinzunahme der Geschwindigkeit der Bewegung, das Dichtigkeitsmaß des durchschnittlichen Abstandes der kleinen Weltkörper voneinander zu

14,6 Meilen, fast genau übereinstimmend mit dem für dieselbe Zeit berechneten Resultate der Abzählung des Polarareals. Wollte man infolge der Übereinstimmung dieser beiden Dichtigkeitsmaße, welche für zwei sehr verschiedene Stellen der Gesamtfläche gelten, annehmen, daß die Dichtigkeit des Falles über die ebenso projizierte Gesamtfläche des Horizonts der Sichtbarkeit (etwa 10000 Quadratmeilen) gleichmäßig gewesen sei, so würde man finden, daß in der Stunde, die das Maximum einschloß, die Fläche des astronomischen Horizonts in Brandenburg (abgeschlossen in einer Höhe von 10°) über 60000 Sternschnuppen aufgenommen habe und daß dort zur Zeit des Maximums in 10^m etwa 15000 Sternschnuppen am ganzen Himmelsgewölbe aufgeleuchtet haben.

Was das ganze Phänomen besonders charakterisierte, war der Umstand, daß das Maximum auf einen kurzen Zeitraum zusammengedrängt war. Die auf Berliner mittlere Zeit reduzierten Angaben der Zeit des Maximums ergaben als Mittel $2^h\ 9{,}5^m$.

Die meisten Meteore kamen aus dem großen Löwen, nahe bei dem Sterne γ. Außer diesem Hauptausgangspunkte zeigten sich noch sekundäre in den Zwillingen und dem großen Bären.

Was die wahre Höhe der Meteore über dem Erdboden beträgt, so sind hierüber nur von den Beobachtern bei Berlin Data geliefert worden. Es folgt aus denselben als Mittelwert für die Höhe des Aufleuchtens 20, für jene des Verschwindens 11 Meilen. Es gelang den Berliner und Brandenburger Beobachtern, die Höhe eines lichten Wölkchens, das sich am Ende einer Sternschnuppenbahn fast ringförmig entwickelt hatte, recht sicher auf $11^1/_2$ Meilen zu bestimmen und mit dem Fernrohr eine Bewegung in demselben wie das Wogen glühender Dämpfe zu erkennen. Trotz der großen Höhe, welche jenes Wölkchen dem Einfluß von Windströmungen gänzlich enthob, bewegte es sich, seinen Ring langsam erweiternd, in der entgegengesetzten Richtung der Sternschnuppen, wie durch einen Rückstoß, und legte in dieser Richtung während der acht bis zehn Minuten, die es leuchtend blieb, noch ungefähr drei Meilen zurück.

Wenige Wochen später erschien Schiaparellis Abhandlung[1]), in welcher er unter Voraussetzung einer Umlaufsdauer des Schwarmes von $33^1/_4$ Jahren eine kometarische Bahn desselben nachwies. Kurz darauf zeigte Leverrier[2]), daß der Schwarm dieser Novembermeteore erst aus relativ neuerer Zeit stammen könne. Wären sie an Alter den Planeten vergleichbar, so müßten die einzelnen Meteore infolge ihrer verschiedenen Geschwindigkeiten sich längst über die ganze Bahn verteilt haben; sie könnten keine mehr oder minder große Wolke mehr bilden. Hätte bereits eine unermeßliche Anzahl von Erscheinungen stattgefunden, so würde die Erde, welche bei jeder derselben einen Teil des Schwarmes herauszieht, für die Gegenwart nichts Regelmäßiges mehr übrig gelassen haben. Aus diesen Gründen glaubte Leverrier, daß uns der Novemberschwarm aus den Tiefen des Weltraumes zugegangen ist, und daß er in der Zwischenzeit zwischen den Haupterscheinungen wieder gegen die

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1629. — [2]) Compt. rend. Acad. Paris, Tom. 64, p. 94.

oberen Planeten zurückkehrt. Leverrier behauptet, daß der Novemberschwarm durch die Anziehung des Planeten Uranus, dem er im Jahre 126 n. Chr. sehr nahe kam, in seine heutige Bahn geworfen wurde. Schiaparelli hält diese Ansicht für unrichtig und möchte die Bildung der elliptischen Bahn der Novembermeteore viel eher dem störenden Einfluß der Planeten Jupiter und Saturn zuschreiben.

Im Januar 1867 erkannten C. F. W. Peters, Schiaparelli und Oppolzer nahe gleichzeitig die große Ähnlichkeit der Bahn der Leoniden mit derjenigen des Kometen 1866 I. Am März 1867 veröffentlichte dann Prof. Adams[1]) die Ergebnisse seiner Berechnung der säkularen Veränderung der Knoten dieser Meteorbahn, die mit der beobachteten nur übereinstimmt unter Annahme einer Umlaufszeit von $33^1/_4$ Jahren.

Im Jahre 1867 trat das Novemberphänomen in Europa ungleich schwächer auf. Die Meteore wurden erst gegen Sonnenaufgang zahlreicher, doch sah man zu Kolmar mehrere Tausend Meteore. Heis fand unter dem ihm zugegangenen Beobachtungsmaterial nur vier Sternschnuppen, die an mehreren Orten zugleich gesehen und identifiziert wurden. Sie ergaben im Mittel als Höhe beim Aufleuchten 15, beim Verschwinden 8 geogr. Meilen.

Sehr großartig trat das Phänomen dagegen in Nordamerika auf. Zur Bestimmung der Parallaxe hatten Newcomb in Washington und Harkneß in Richmond korrespondierende Beobachtungen eingerichtet. Es fanden sich neun Meteore als an beiden Orten zugleich gesehen, und ihre Höhe betrug durchschnittlich beim Aufleuchten 102, beim Verschwinden 47 engl. Meilen.

Aus diesen Zahlen ergiebt sich, da die Bahnen mit der Vertikalen einen mittlern Winkel von 35° bildeten, daß die mittlere Länge jeder Bahn 67 (engl.) Meilen betrug. Die wahre Geschwindigkeit beträgt nahe 44 Meilen in der Sekunde; da nun die Meteore ihre Bahn in weniger als einer Sekunde, wahrscheinlich nur in einer halben durchflogen, so kann die durchschnittliche Bahnlänge nicht mehr als 22 (engl.) Meilen betragen haben. Prof. Newcomb schreibt mit Recht den Grund dieser Differenz dem Bestreben des Auges zu, einem schnell fliegenden Körper einen größern Weg zuzuschreiben, als er in der That durchläuft, wodurch namentlich der Anfangspunkt der scheinbaren Bahn zurückverlegt wird. Der genannte Astronom ist daher geneigt, die mittlere Höhe der helleren Meteore beim Aufleuchten auf 75, beim Verschwinden auf 55 Meilen über der Erdoberfläche anzunehmen.

Während des Maximums der Erscheinung wurden etwa 3000 Meteore in der Stunde gesehen. Nimmt man nun an, daß die Beobachter alle Meteore sahen, welche in einem Kreise von 150 (engl.) Meilen Durchmesser fielen, so ergiebt sich bei der oben genannten Geschwindigkeit, daß in dem dichtesten Teil des Schwarmes, durch den die Erde am 13. November 1867 ging, in einem Raume von etwa 900 000 (engl.) Kubikmeilen sich eine Sternschnuppe befand.

Großartig trat die Erscheinung auch im Jahre 1868 ein. Zwar verhinderte der regnerische Himmel an den meisten Orten Deutschlands jede Beobachtung; allein um so reicher erschien das Phänomen in Italien.

---

[1]) Compt. rend. Acad. Paris, Tom. 64, p. 651.

Das wahre Maximum konnte aber wegen Anbruch des Tages dort nicht mehr festgestellt werden.

Nach allen Angaben muß man schließen, daß die Novembererscheinung des Jahres 1868 jener des vorhergehenden Jahres an Reichhaltigkeit kaum nachgestanden hat.

Die Beobachtung der Novembermeteore des Jahres 1869 hat eine viel geringere Reichhaltigkeit ergeben. Secchi in Rom beobachtete am Morgen des 14. November von $2^h\ 35^m$ bis $3^h\ 15^m$ 183 Meteore. In Barcelonnette sah man in der Nacht vom 11. zum 12. November 210, in Marseille 116, in Montpellier 120 meist sporadische Sternschnuppen. In der folgenden Nacht war die Zahl der Sternschnuppen zahlreicher, und selbst in der Nacht vom 14. zum 15. November wurden noch mehrere Hundert Meteore beobachtet.

Im Jahre 1898 macht sich die Rückkehr des Schwarmes bereits sehr merklich und besonders in Nordamerika wurden zahlreiche Beobachtungen angestellt. Das Maximum fiel nach den Beobachtungen zu Cambridge (Nordamerika) auf den 14. November 20^h mittlerer Zeit von Greenwich. Aus photographischen Aufnahmen ergab sich als Position des Radianten $\alpha = 10^h\ 6{,}8^m$ $\delta = +\ 22^0\ 16'$ (für 1900). In der Nacht vom 15. zum 16. November war die Zahl der Meteore bereits erheblich geringer und in der folgenden Nacht sah man nur noch einzelne.

Für 1899 war nach den Rechnungen von G. Johnstone Stoney und W. Downing als Zeit des Maximums der Meteore der 15. November 18^h mittlerer Zeit von Greenwich zu erwarten. Die großen Vorbereitungen zu einer möglichst umfassenden Beobachtung des als sehr reichlich erwarteten Sternschnuppenfalles haben sich indessen als vergeblich erwiesen. Die Meteore sind durchaus nicht in der erwarteten Häufigkeit erschienen, und wenn auch das Mondlicht hinderlich war, so kann man doch behaupten, daß der Hauptstrom 1899 ausgeblieben ist. Die wahrgenommenen Sternschnuppen waren indessen echte Leoniden, wie besonders die Beobachtungen in Edinburg ergaben [1]). Dieselben lieferten für den wahren Radianten die Position $\alpha = 9^h\ 58{,}6^m$ $\delta = +\ 22^0\ 33{,}2'$ (für 1900) und daraus unter Annahme der Epoche November 14,73 mittlerer Zeit von Greenwich und einer Umlaufsdauer von $33^1/_4$ Jahren, Bahnelemente, die (mit Ausnahme der Perihellänge) sehr gut mit denjenigen des Kometen 1866 I übereinstimmen.

8. Die Perseiden. Während die Novembermeteore nur nach längeren Zwischenzeiten eine reiche Entwicklung darbieten, zeigen sich die in den Nächten des 10. und 11. August sichtbar werdenden Sternschnuppen Jahr für Jahr, aber freilich nur in mäßiger Anzahl; wenigstens ist innerhalb der letzten 60 bis 70 Jahre die Intensität dieser Erscheinung ziemlich die gleiche geblieben. Die erste Bahnberechnung von Meteoren dieses Schwarmes, die am 10. August 1838 an verschiedenen Punkten beobachtet worden waren, lieferte Bogus-lawski; später veröffentlicht Erman [2]) eine genaue Rechnungsmethode und wandte sie auf Sternschnuppen des nämlichen Schwarmes an, doch hielt er irrtümlicherweise an einer Umlaufsbewegung derselben von nahe einem Jahre

[1]) Monthly Notices 1899, Vol. 55, p. 169. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 385.

fest. Schiaparelli kam auf diese Meteore zurück, nachdem er die Ansicht entwickelt hatte, daß Wolken von kleinen Körperchen, die durch planetarische Störungen in elliptische Bahnen geworfen worden sind, infolge der auflösenden Kraft der Sonne und der Planeten sich allmählich über den ganzen Umfang dieser Bahnen ausbreiten müssen. Von diesem Gesichtspunkte geleitet, berechnete er [1]) die Bahn der Meteore des 10. August und konstatierte die Übereinstimmung derselben mit der Bahn des Kometen 1862 III, dessen Umlaufszeit näherungsweise 123 Jahre beträgt.

9. Die Lyriden. Die Übereinstimmung zweier Meteorschwarmbahnen mit den Bahnen von Kometen leitete die Aufmerksamkeit auch auf andere Meteorschwärme und Prof. E. Weiß untersuchte [2]) die damals bekannten Sternschnuppenfälle, welche in ihrem Auftreten nahezu mit den Epochen zusammenfallen, in denen die Erde den Durchschnittspunkt ihrer Bahn mit derjenigen eines bekannten Kometen passiert. Auf diese Weise fanden sich zwei Meteorströme vergesellschaftet mit Kometen. Zunächst der Schwarm der Lyriden, dessen Radiationspunkt nahe bei α Lyrae liegt. Seine früheste Erscheinung ist in den Annalen der Chinesen erwähnt und entspricht dem 16. März 687 v. Chr., eine andere ereignete sich am 25. März 15 v. Chr. Nach der Berechnung von Prof. Newton, der zehn frühere Erscheinungen des Schwarmes auf 1850 reduziert hat, hat die Knotenlänge der Bahn sich seit 2500 Jahren nicht verändert. Nach Prof. Weiß ist diese Bahn sehr nahe übereinstimmend mit derjenigen des Kometen 1861 I.

10. Die Andromeden. Der vierte periodische Meteorschwarm, der in der Bahn eines bekannten Kometen (des Kometen Biela) einhergeht, ist, wie Prof. Weiß fand, der Schwarm der Andromeden, dessen Radiant in $\alpha = 25^0$ $\delta = +44^0$ liegt. In der Zeit von 1741 bis 1847 erschien er um den 6. Dezember, 1872 und 1885 am 27. November, 1892 am 23. November, der Knoten der Bahn bewegt sich also ungleichmäßig rückwärts, was der geringen Bahnneigung bei kurzer Umlaufszeit und direkter Bewegung infolge der Störungen durch Jupiter und die Erde zuzuschreiben ist. Eine glänzende Erscheinung dieser Meteore wurde am 6. Dezember 1798 von Brandes beobachtet und d'Arrest bemerkte, daß der Zeitraum von diesem Datum bis zu der von Herrick in New-Haven am 6. bis 8. Dezember 1838 beobachteten Erscheinung genau sechs Umläufen des Bielaschen Kometen entspricht. Prof. Weiß fand unter Annahme des von Herrick bestimmten Radiationspunktes der Meteore eine größere Übereinstimmung ihrer Bahn mit derjenigen, die Bielas Komet 1772 beschrieb, als mit der Bahn des letztern von 1852. Auf Grund dessen bemerkte er, daß die späteren Erscheinungen des Meteorschwarmes wahrscheinlich schon um den 28. November (dem Datum des Knotens des Kometen 1852) eintreten würden und zwar 1872 und 1879.

Die erstere trat in großartiger Weise am Abend des 27. November 1872 ein. In Münster betrug die stündliche Zahl der Meteore etwa 3000, in Athen abends 9^h 1760 und das Maximum trat nach J. Schmidt 8^h 45^m

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1629. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 67, S. 89; Bd. 72, S. 83.

mittlerer Zeit von Athen ein. Der Radiant lag bei γ Andromedae. In Rom zählte Secchi mit seinem Gehülfen in 5^h 14000 Meteore. Im allgemeinen hat dieser Sternschnuppenfall jenem der Leoniden im November 1866 nicht nachgestanden.

Die Vermutung lag nahe, daß dieser unerwartete reiche Sternschnuppenfall die Folge einer beträchtlichen Annäherung des seit 1852 nicht wiedergesehenen Bielaschen Kometen an die Erde gewesen sei. In diesem Falle mußte der Komet in seinem geocentrischen Orte mit dem Sternschnuppenfalle den Sprung vom Radiationspunkte der Divergenz zu demjenigen der Konvergenz machen und demnach bei ϑ Centauri sichtbar sein. Klinkerfues, der diesen Schluß zog, forderte telegraphisch die Sternwarte in Madras auf, nach dem Kometen zu suchen, worauf man dort am 2. und 3. Dezember in der That einen Kometen beobachtete, der nach Oppolzers Untersuchungen[1]) in der Bahn des Bielaschen Kometen einhergeht und vielleicht mit diesem identisch ist. Im Jahre 1879 traten die Andromeda-Meteore ebenfalls deutlich hervor, aber der Schwarm war doch im ganzen schwach.

Die nächste Wiederkehr eines großen Sternschnuppenfalls trat am 27. November 1885 ein. In Prag sah man wahre Raketengarben vom Scheitelpunkt aus über den Himmel schießen, es war wie ein wirklicher Regen von Sternschnuppen, die dazu in den verschiedensten Farben leuchteten. In Upsala zählten 12 Beobachter von 5^h 30^m bis 6^h 11^m im ganzen 40814 Meteore; das Maximum entfiel auf 7^h $29{,}8^m$ mittlerer Zeit von Upsala (nach einer graphischen Interpolation). Einzelne dieser Meteore waren von ungewöhnlicher Größe, darunter eines, welches 6^m lang einer leuchtenden Wolke vergleichbar sichtbar blieb. Da es auch in Stockholm beobachtet wurde, so konnte seine Höhe in der Atmosphäre auf 120 km berechnet werden. Nach H. A. Newtons Untersuchung[2]) fiel das Maximum auf 6^h 15^m mittlerer Zeit von Greenwich mit einer stündlichen Zahl der Meteore von 75000. Der dichteste Teil hatte etwa 100000 engl. Meilen im Durchmesser, auf je 35000 engl. Kubikmeilen entfiel durchschnittlich ein Meteor. Der Radiationspunkt war nach Newton über eine Fläche von mehreren Graden ausgedehnt, woraus folgt, daß die Bahnen der einzelnen Meteore nicht nahezu parallel waren, was er dem Widerstande der Erdatmosphäre zuschreibt.

Im Jahre 1892 traten die Andromeda-Meteore bereits am Abende des 23. und 24. November auf und zwar vorzugsweise in Nordamerika, so daß die Verfrühung des Maximums $3{,}4^d$ betrug Die Ursache derselben ist nach den Untersuchungen von Berberich, Bredichin und Hackenberger in dem Zurückweichen des Knoten der Bahn infolge der Jupiterstörungen zu suchen[3]).

In den Jahren 1897 bis 1899 ist der Strom der Bieliden nur wenig hervorgetreten und A. Hnatek kommt zu dem Ergebnisse, daß die Auflösung des Stromes seit 1872 rasche Fortschritte gemacht habe[4]). Nach E. Abelmanns Rechnungen hat dieser Meteorschwarm in der Zeit von 1892 bis 1898 seitens des Jupiter nur unbedeutende Störungen erlitten, doch wird er

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1938. — [2]) Americ. Journal of Science, Ser. 3, Vol. 31, 1886, p. 409. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2219. — [4]) Sirius 1899, S. 89.

diesem Planeten im Jahre 1902 bis auf 0,5 Erdbahnhalbmesser nahekommen und ein Maximum der Meteore am 17. November 1911 stattfinden, während eine geringere Erscheinung 1904 oder 1905 zu erwarten ist.

11. Die hauptsächlichsten Meteorströme und deren Radianten sind nach F. W. Dennings Beobachtungen folgende[1]):

Name	Thätigkeitsdauer	Maximum	Radiant 1890 α	Radiant 1890 δ	Länge der Sonne
Quadrantiden .	28. Dez. bis 4. Jan.	2. Januar	229,8°	+ 52,5°	281,6°
Lyriden	16. bis 22. April	20. April	269,7°	+ 32,5°	31,3°
η Aquariden .	30. April bis 6. Mai	6. Mai	337,6°	— 2,1°	46,3°
δ „ .	23. Juli bis 25. August	28. Juli	339,4°	— 11,6°	125,6°
Perseiden . . .	11. Juli bis 22. August	10. August	45,9°	+ 56,9°	138,5°
Orioniden . .	9. bis 29. Oktober	18. Oktober	92,1°	+ 15,5°	205,9°
Leoniden . . .	9. bis 17. November	13. November	150,0°	+ 22,9°	231,5°
Andromeden .	25. bis 30. November	27. November	25,3°	+ 43,8°	245,8°
Geminiden . .	1. bis 14. Dezember	10. Dezember	108,1°	+ 32,6°	259,5°

Denning hebt mit Recht hervor, daß die Zahl der Fälle, in welchen Identität der Bahnen von Meteoren und Kometen besteht, überaus gering ist. Es sind folgende:

Kometen	Meteorströme
Komet 1861 I. . . .	Aprilmeteore (Lyriden)
„ 1862 III . . .	Augustmeteore (Perseiden)
Bielas Komet . . .	Novembermeteore (Andromeden)
Komet 1866 I. . . .	„ (Leoniden)

Also nur ausnahmsweise findet Bahnübereinstimmung zweier Kometen und Meteoren statt und es ist ein in seiner Art merkwürdiger Zufall, daß die Arbeiten Schiaparellis über die kometarische Bahnform zweier Meteorschwärme sogleich durch die Übereinstimmung mit den Bahnen bekannter Kometen illustriert wurde.

A. de Tillo hat die Verteilung von 1315 katalogisierten Radiationspunkten des nördlichen Himmels untersucht[2]) und findet in Rektascension

von	0°	bis 90° . . .	392	Radianten
„	90°	„ 180° . . .	259	„
„	180°	„ 270° . . .	302	„
„	270°	„ 360° . . .	362	„

Die meisten Radianten fallen auf die Region der Milchstraße und wenn sie nach den Deklinationen geordnet werden, so findet sich, daß die Anzahl mit der Deklination wächst.

Die Anzahl der vorhandenen Radiationspunkte von Sternschnuppen ist nicht bekannt, Denning schätzt sie auf Grund der Angaben von Greg,

[1]) Monthly Notices, Vol. 48, (3), p. 110. — [2]) Compt. Rend. Acad. Paris, Tom. 104, p. 21—26.

Heis und anderen einschließlich der eigenen Beobachtungen auf 2100. Viele darunter beziehen sich jedoch zweifellos auf identische Meteorschauer und Denning glaubt, daß die Gesamtzahl wohl bestimmter Sternschnuppenströme sich kaum auf 350 belaufen werde [1]).

Auf die lange Thätigkeitsdauer gewisser Radiationspunkte hat auch Denning aufmerksam gemacht [2]) und ebenso auf die Thatsache, daß in einzelnen Fällen nach kurzen Intervallen scheinbarer Ruhe dieselben Radianten von neuem Sternschnuppen aussenden. Diese Thatsache ist theoretisch nach den gegenwärtig herrschenden Ansichten über die Bahnen der Sternschnuppen nicht zu erklären [3]), da infolge der Erdbewegung der Querschnitt eines Meteorstromes einen ganz ungeheuren Durchmesser haben müßte, um längere Zeit thätig zu sein, daneben aber immer noch eine Ortsverschiebung des Radianten unter den Sternen zeigen würde. Die Perseiden sind mehr oder weniger deutlich in den Nächten vom 25. Juli bis 19. August erkennbar, aber ihr Radiationspunkt wandert während dieser Zeit von 27° bis 68° Rektascension, wie Dennings Beobachtungen zeigen. Prof. v. Nießl hat [4]) in einem bestimmten Falle nachgewiesen, daß die lange Thätigkeitsdauer eines Radianten (im Stier, $\alpha = 58{,}5^0$ $\delta = +\ 19{,}5^0$) durch mindestens zwei Meteorströme erzeugt wird, die vom November bis zum Dezember thätig sind.

Über die Beziehungen der Meteorschwärme zu den Kometen machte Prof. Weiß zuerst darauf aufmerksam, daß, weil die Masse der einzelnen Körperchen so klein und ihr Abstand voneinander, selbst in den dichtesten Schwärmen so groß (wenigstens 700 km) ist, eine Ansammlung solcher Körperchen im Sternenraume ihren Zusammenhalt nicht bewahren könnte, vielmehr infolge der auflösenden Wirkung der benachbarten Sterne sich nach allen Richtungen hin zerstreuen müsse. „Die Kometen", sagt Prof. Weiß, „bilden daher keineswegs einen integrierenden Teil solcher kosmischen Wolken, sondern sind geradezu diejenigen Körper, welche durch ihre teilweise oder völlige Auflösung die Meteore erzeugen, ein Vorgang, der sich in unserm Planetensystem vollzieht. Die periodischen Kometen sind naturgemäß der Auflösung durch die Wirkung der Sonne mehr ausgesetzt und diese vollzieht sich bei jeder Rückkehr des Kometen zum Perihel. Wenn ein Komet in der Zwischenzeit merklichen Störungen seitens der Planeten ausgesetzt gewesen, so müssen die jüngst abgetrennten Teilchen in der neuen und nicht in der alten Bahn gesucht werden."

12. Feuerkugeln. Von den Sternschnuppen, die in mildem, phosphorischem Lichte aufleuchten, bis zu den großen, detonierenden Feuerkugeln, die bisweilen selbst in den Tropen bei Tage alles erleuchten [5]), hat man früher nur stufenweise Unterschiede angenommen, aber seit dem Nachweis der gleichen parabolischen Geschwindigkeit der Meteore sind die Feuerkugeln in eine besondere Stellung gerückt.

J. Schmidt hat alle ihm bekannt gewordenen Angaben über Feuerkugeln (und Meteoritenfälle) gesammelt und giebt darüber die folgende Tabelle.

---

[1]) Monthly Notices, Vol. 45, p. 93. — [2]) Ibid. — [3]) Tisserand in den Compt. Rend. 1889, Tom. 109, p. 241. — [4]) Verhandlungen d. naturw. Vereins in Brünn, Bd. 27; Sirius 1891, S. 85. — [5]) Humboldt, Kosmos, I, S. 121.

Vergleichende Tafel beobachteter Feuermeteore, zusammengestellt von J. F. Jul. Schmidt.

1. Monatssummen.

	Zahl der Meteore	Detonationen	Meteoritenfälle	Schweife	weiße	gelbe	rote	grüne
Januar . .	230	52	22	39	211	3	9	12
Februar . .	180	44	19	32	168	3	4	7
März . . .	196	51	27	38	179	9	4	12
April . . .	172	37	27	26	160	1	7	6
Mai	177	40	41	27	156	2	7	15
Juni . . .	179	33	31	31	158	1	7	15
Juli	253	44	39	50	215	8	9	24
August . . .	404	34	25	108	344	11	23	34
September .	237	36	18	59	204	3	13	17
Oktober . .	291	50	28	54	263	3	9	21
November .	339	61	20	67	295	10	15	23
Dezember .	292	53	26	44	266	9	5	24
2. Häufigkeit nach Prozenten.								
Januar . .	—	22,6	9,5	16,6	89,8	1,2	3,9	5,1
Februar . .	—	24,4	10,5	17,7	92,3	1,6	2,2	3,8
März . . .	—	26,0	13,7	19,3	87,7	4,4	1,9	5,9
April . . .	—	21,5	15,7	15,0	91,4	0,6	4,0	3,4
Mai	—	22,6	23,1	14,8	85,7	1,0	3,7	8,2
Juni . . .	—	18,4	17,3	17,1	87,3	0,5	3,7	8,2
Juli	—	17,4	15,4	19,5	84,0	3,1	3,5	9,3
August . .	—	8,4	6,2	26,4	83,4	2,7	5,6	8,3
September .	—	15,2	7,6	25,0	86,0	1,2	5,5	7,2
Oktober . .	—	17,2	9,6	18,8	88,8	1,0	3,0	7,1
November .	—	18,0	5,9	19,5	86,0	2,9	4,3	6,7
Dezember .	—	18,1	8,8	14,9	90,5	3,0	1,7	6,7

Aus dieser Zusammenstellung ergiebt sich das merkwürdige Resultat, daß der Schall der Meteore im Februar und März dreimal häufiger als im August gehört wird.

Dem Maximum der Boliden und Feuerkugeln entspricht das Minimum der Detonationen; ebenso sind Meteoritenfälle im August und November am seltensten. Das eigentliche Maximum für die Aërolithenfälle ist im Mai, zu einer Zeit, wo die Detonationen noch dem Maximum nahe und die Schweife am seltensten sind. „Es will scheinen", bemerkt Schmidt, „daß der vollständigste Verbrennungsprozeß die häufigsten Schweife und die seltensten Steinfälle bedingt."

Eine sorgfältige statistische Zusammenstellung von Feuerkugeln, die wenigstens Venusgröße erreichten, detonierender Meteore und Meteoritenfälle für den Zeitraum von 1600 bis 1888 hat H. Bornitz gegeben[1]). Dieselbe folgt hier; es bezeichnet F Feuerkugeln, D detonierende Meteore und M Meteoriten.

[1]) Sirius 1890, S. 176.

Statistische Zusammenstellung

von Feuerkugeln, detonierenden Meteoren und Meteoritenfällen nach den Lokalstunden und nach den einzelnen Monaten vom Jahre 1600 ab bis Ende 1888.

Monate	Bezeichnung der Meteore	Nachmittagserscheinungen: Stunden 0 bis 1	1 bis 2	2 bis 3	3 bis 4	4 bis 5	5 bis 6	6 bis 7	7 bis 8	8 bis 9	9 bis 10	10 bis 11	11 bis 12	zusammen	in Summa	Vormittagserscheinungen: Stunden 12 bis 13	13 bis 14	14 bis 15	15 bis 16	16 bis 17	17 bis 18	18 bis 19	19 bis 20	20 bis 21	21 bis 22	22 bis 23	23 bis 24	zusammen	in Summa
Januar . .	F	—	—	—	1	11	23	34	37	33	22	17	7	185	238	9	6	—	7	8	4	8	4	1	—	2	1	50	73
	D	—	—	1	1	2	5	—	9	5	3	4	2	32		1	4	1	1	1	1	2	—	1	1	1	—	14	
	M	2	1	2	1	5	3	3	1	1	1	—	1	21		—	1	2	—	—	1	—	—	1	3	—	1	9	
Februar .	F	—	—	—	—	1	11	31	33	23	26	30	19	174	229	5	4	1	4	7	1	1	2	1	1	—	—	27	49
	D	—	—	2	2	2	1	4	4	4	3	4	6	32		3	—	2	1	2	2	—	—	2	—	2	1	15	
	M	5	2	3	3	—	2	2	2	—	2	2	—	23		—	—	—	1	—	1	—	2	—	—	1	2	7	
März . . .	F	—	1	—	—	1	1	16	35	34	29	17	12	146	205	4	4	5	3	6	2	1	1	—	—	2	—	28	48
	D	—	—	1	1	—	1	4	6	7	9	6	—	35		1	3	1	4	1	—	—	—	1	1	1	—	13	
	M	1	4	1	5	2	4	2	2	2	—	1	—	24		—	—	—	—	1	1	1	—	1	1	—	2	7	
April . . .	F	—	—	1	—	1	—	2	19	47	43	24	14	151	191	9	5	3	3	5	—	—	—	—	—	—	1	26	37
	D	—	—	—	—	1	—	—	4	5	4	8	3	25		3	1	1	—	—	1	—	1	—	—	—	—	7	
	M	1	1	—	3	2	2	1	—	2	2	1	—	15		1	—	—	—	1	—	—	—	1	—	—	1	4	
Mai . . .	F	—	—	—	2	1	3	2	9	28	23	41	27	136	176	10	3	8	6	1	1	1	—	—	—	1	—	31	52
	D	1	—	1	—	—	—	1	—	2	2	2	5	14		2	—	2	2	—	—	—	—	—	—	1	—	7	
	M	2	1	3	5	2	3	3	1	2	2	1	1	26		1	—	1	1	1	1	—	2	3	1	1	2	14	
Juni . . .	F	—	—	—	1	1	2	4	6	26	40	37	20	137	180	11	4	8	3	1	—	—	—	—	1	1	1	30	54
	D	—	—	—	—	—	—	2	1	8	6	4	1	22		—	1	—	1	—	—	—	1	—	—	—	3	6	
	M	1	1	3	3	1	1	1	3	2	3	1	1	21		1	—	—	—	—	1	1	4	2	2	3	4	18	
Juli . . .	F	—	—	—	1	1	3	1	12	36	58	62	40	214	267	17	8	8	5	—	—	—	1	—	1	1	3	44	55
	D	—	1	1	—	1	—	—	4	10	9	4	2	32		—	1	—	—	—	1	—	—	—	—	—	1	3	
	M	1	2	4	3	—	4	—	—	2	2	1	2	21		—	—	—	1	1	—	—	1	—	1	—	4	8	
August . .	F	—	—	1	1	5	2	4	18	77	115	127	59	409	472	35	13	12	7	5	—	—	1	—	1	1	4	79	107
	D	—	—	—	—	1	2	2	4	7	7	8	7	38		6	2	2	—	1	2	—	—	—	—	—	—	13	
	M	2	3	1	4	4	2	2	2	1	1	1	2	25		—	1	1	3	1	1	—	—	—	2	1	5	15	
September	F	1	1	—	1	1	6	16	43	58	66	38	26	257	307	12	5	1	3	9	3	—	1	1	—	2	1	38	60
	D	1	1	1	2	2	—	3	7	13	3	6	1	40		1	2	—	—	—	1	—	—	1	—	1	1	7	
	M	—	1	1	2	4	—	—	—	—	1	1	—	10		1	—	2	—	2	—	—	3	1	1	3	2	15	
Oktober . .	F	—	—	—	—	3	13	39	47	42	47	42	15	248	297	9	6	7	7	9	9	2	1	1	1	—	2	54	79
	D	1	—	—	1	2	1	6	6	9	4	1	2	33		1	1	4	1	—	—	—	—	1	—	—	1	9	
	M	1	1	1	4	2	1	1	1	4	—	—	—	16		1	—	2	—	—	—	2	1	4	2	2	2	16	
November .	F	1	—	1	2	15	40	52	58	56	41	37	28	331	399	26	21	26	25	22	26	3	2	1	1	3	—	156	185
	D	1	—	2	2	1	8	7	6	5	6	5	1	44		2	1	2	2	2	1	3	1	—	2	1	2	19	
	M	1	1	2	3	4	4	3	1	1	3	1	—	24		1	—	1	—	1	1	1	—	—	1	2	2	10	
Dezember .	F	—	2	1	4	11	38	39	42	31	36	21	26	251	305	14	1	5	6	5	9	5	4	1	—	—	3	53	81
	D	—	1	—	—	3	7	8	9	9	2	3	1	43		1	3	1	1	1	2	1	1	—	—	—	—	11	
	M	1	1	1	4	—	—	1	—	3	—	—	—	11		1	1	2	2	1	2	1	2	2	1	—	2	17	
	F	2	4	4	13	52	142	240	359	491	546	493	293	2639		161	80	84	79	78	55	21	17	6	6	13	16	616	
	D	4	3	9	9	15	25	37	60	84	58	55	31	390		21	19	16	13	8	11	6	4	6	4	7	9	124	
	M	18	19	22	40	26	26	19	13	20	17	10	7	237		7	3	11	8	9	9	6	15	15	15	13	29	140	
Zusammen		24	26	35	62	93	193	296	432	595	621	558	331	—	3266	189	102	111	100	95	75	33	36	27	25	83	54	—	880

Statistische Zusammenstellung

beobachteter Feuerkugeln, detonierender Meteore und Meteoritenfälle nach Tagen und Monaten vom Jahre 1600 bis Ende 1888.

Tage	Januar			Februar			März			April			Mai			Juni			Juli			August			September			Oktober			November			Dezember			Tage
	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	F	D	M	
1	10	2	2	9	3	—	10	1	—	10	—	2	10	—	1	11	1	—	8	1	—	15	1	1	17	2	1	12	5	4	12	—	—	13	1	—	1
2	16	2	4	13	—	—	9	1	—	7	1	—	9	1	—	8	—	2	7	—	—	19	1	1	14	1	—	12	1	—	18	2	—	11	5	1	2
3	13	3	1	14	5	2	10	4	—	6	—	—	7	—	—	10	3	2	6	3	3	18	—	1	12	—	1	15	1	2	16	5	–	14	2	2	3
4	11	2	2	8	3	1	8	3	2	8	—	1	10	4	2	10	1	2	13	—	6	11	3	2	16	—	2	14	4	—	20	2	2	11	—	—	4
5	5	2	—	10	—	1	7	1	1	4	1	3	2	1	2	7	2	1	11	2	2	22	3	5	13	2	3	12	2	1	7	3	2	11	4	2	5
6	14	1	—	10	2	—	6	1	4	9	1	1	7	1	—	9	3	1	9	2	—	30	—	3	18	5	2	16	—	1	26	—	—	11	—	2	6
7	15	4	—	16	3	—	6	1	1	6	1	—	12	1	—	13	4	3	4	2	2	29	4	2	23	5	2	14	3	1	17	1	—	11	3	1	7
8	13	2	—	13	2	1	10	3	2	8	2	—	7	—	2	7	1	—	10	4	1	24	1	1	17	1	—	16	3	1	19	1	—	21	2	3	8
9	14	1	—	5	2	—	5	3	1	4	4	—	4	2	3	8	—	3	10	1	—	48	1	—	11	1	2	11	1	—	24	—	—	14	4	1	9
10	10	5	1	10	2	3	11	2	—	7	2	2	8	2	1	9	1	—	5	3	1	85	2	6	20	—	2	20	—	2	13	3	1	23	1	4	10
11	9	1	—	12	3	—	4	2	1	12	3	—	6	—	3	5	3	1	13	1	2	64	8	1	8	2	—	12	2	—	34	2	4	32	4	—	11
12	11	6	—	6	2	1	12	4	4	13	2	1	6	3	2	8	2	3	12	—	2	34	6	1	10	—	—	13	—	—	37	4	4	32	5	3	12
13	8	2	3	11	—	1	8	1	1	10	1	1	11	1	1	9	—	4	13	2	—	30	4	2	16	2	2	13	—	5	66	5	1	22	3	5	13
14	3	1	—	4	—	1	7	2	1	9	2	1	7	2	4	7	1	—	7	—	3	19	2	2	13	1	4	11	—	2	86	5	2	10	2	1	14
15	9	—	2	7	2	5	9	3	1	3	1	2	9	—	—	4	1	—	11	1	3	19	1	—	9	2	—	23	—	—	25	4	1	6	1	1	15
16	9	2	2	4	1	4	6	2	1	2	2	—	13	1	1	7	3	3	12	1	—	18	2	1	7	1	1	19	—	—	19	2	—	7	3	—	16
17	7	2	—	9	2	—	10	1	—	9	—	2	11	—	6	11	3	2	16	7	1	9	2	—	12	—	2	14	8	1	17	2	1	7	4	1	17
18	5	1	—	8	4	3	5	3	1	10	1	1	10	1	—	10	—	—	10	1	1	11	1	1	9	1	—	14	2	2	16	—	1	16	—	—	18
19	12	1	2	7	1	3	15	2	3	12	1	1	7	2	1	8	2	2	8	1	2	15	1	—	14	1	2	27	2	1	26	1	2	7	—	1	19
20	11	1	—	12	1	—	5	—	1	16	—	2	6	1	4	7	2	1	15	4	—	18	2	1	12	2	—	14	2	3	15	5	2	5	2	—	20
21	17	3	1	8	3	—	8	2	—	11	2	1	6	3	3	8	2	3	7	1	—	20	1	1	9	1	1	14	—	1	14	2	—	18	4	2	21
22	6	2	—	5	6	—	5	2	1	6	—	1	5	1	3	9	—	—	6	1	1	14	1	—	15	2	2	12	2	—	11	2	—	6	—	1	22
23	11	2	3	13	—	—	9	2	1	1	1	—	8	—	1	11	3	—	11	—	1	12	2	1	8	—	3	14	3	1	15	4	2	9	1	1	23
24	10	1	—	13	3	1	7	3	2	12	1	1	7	—	—	7	—	—	10	2	2	16	1	1	16	5	—	16	1	—	9	3	1	7	2	1	24
25	5	1	1	3	2	2	9	2	3	11	—	1	3	—	—	8	1	1	17	2	1	8	—	2	11	3	—	17	3	2	4	1	1	8	4	3	25
26	8	—	—	12	—	—	4	—	—	6	1	1	7	—	2	10	—	2	19	—	1	13	3	—	11	1	1	11	—	—	4	6	1	9	—	1	26
27	7	3	—	9	3	1	7	—	1	5	4	—	5	1	—	7	—	—	16	—	—	7	—	1	9	3	—	17	4	1	36	2	4	11	3	—	27
28	11	3	1	10	—	2	7	3	2	5	—	—	7	—	3	6	—	2	15	3	1	7	2	2	7	5	—	9	1	—	12	1	1	13	1	—	28
29	7	1	2	3	—	1	8	1	—	7	2	1	8	—	—	10	—	1	18	4	1	14	1	1	14	—	1	22	—	—	9	2	3	12	—	—	29
30	11	2	2				8	1	1	4	4	—	10	1	2	11	1	1	21	2	—	8	—	2	18	1	—	22	—	—	12	1	4	17	2	2	30
31	9	1	4				6	2	1				12	1	1				15	—	2	13	—	1				9	2	2				10	2	—	31
Summa	307	60	33	264	55	33	241	58	37	233	40	26	240	30	48	255	40	40	355	51	39	670	56	43	389	50	34	465	52	33	639	71	40	404	65	39	
In derselben Zeit kein bestimmter Tag	—	2	4	2	—	—	2	—	—	1	—	3	5	1	7	3	1	6	2	1	7	6	2	8	3	3	1	3	1	2	4	2	4	1	—	1	
In den Jahrhunderten: 1200, 1300, 1400 und 1500	6	6	3	4	4	—	11	—	4	8	2	1	6	2	6	8	2	5	8	3	2	7	2	2	8	1	2	10	3	1	5	4	2	8	4	1	
Summa	313	68	40	270	59	33	254	58	41	242	42	30	251	33	61	266	43	51	365	55	48	683	60	53	400	54	37	478	56	36	648	77	46	413	69	43	
	421			362			353			314			345			360			468			796			491			570			771			525			

Gestalt und Größe der Feuerkugeln. Die Gestalt derselben ist nicht immer die kreisrunde oder scheibenförmige; sie wird bisweilen als elliptisch, birn- und kegelförmig oder als unbestimmt unregelmäßig, angegeben. Es bleibt sehr mißlich, aus solchen Angaben Schlüsse auf die wahre Gestalt eines Meteors zu ziehen, da die Helligkeit leicht zu sehr bedeutenden Täuschungen führt. Die Winkelgrößen, welche die Beobachter für einzelne Feuerkugeln angeben, müssen alle infolge der Irradiation zu groß sein; dann können sich dieselben auch keineswegs auf den eigentlichen Kern, sondern nur auf die umgebende Dunsthülle beziehen. Denn in den meisten, wahrscheinlich sogar in allen Fällen, bildet der eigentliche Meteorit nur den allerkleinsten Teil des Feuerballes, der von der Erde aus wahrgenommen wird.

Das strahlende Meteor, welches am 19. März 1718 aller Augen in England auf sich zog, besaß, nach Halleys Rechnung, bei einer Höhe von 60 Meilen über dem Erdboden einen Durchmesser von fast 8000 Fuß.

In der Nacht vom 4. zum 5. Januar 1837 sah man an vielen Orten Frankreichs und Deutschlands eine Feuerkugel, die nach Petits Berechnung einen Durchmesser von 6600 Fuß besaß. Die Feuerkugel vom 14. August 1841 hatte nach demselben Astronomen einen Durchmesser von 11 700 Fuß bei einer senkrechten Höhe von 91 Meilen über der Erde. Die Feuerkugel vom 23. Juli besaß, ebenfalls nach Petit, einen Durchmesser von 210 Fuß; jene vom 6. Juli 1850 einen solchen von 750, die vom 2. April 1852 aber nur von 96 Fuß. Nach der Berechnung von Heis besaß die Feuerkugel vom 3. Dezember 1861 einen Durchmesser von mindestens 900 Fuß, das Meteor vom 3. Dezember 1861 einen solchen von 1300 Fuß. Die Feuerkugel vom 18. Oktober 1863, welche über Griechenland zog, hatte dagegen nach J. Schmidt nur 66 Fuß Durchmesser.

Prof. v. Nießl giebt auf Grund der Schätzungen folgende Bestimmungen des Durchmessers von Feuerkugeln: 1887, 23. Oktober: 1000 m (sehr unsicher); 1890, 17. Januar: 490 m; 1888, 22. April: 453 m; 1891, 2. April: 350 m; 1889, 23. Oktober: 360 m; 1892, 7. Juli: 116 m. Die Feuerkugel, welche dem Meteorsteinfall von Pultusk voraufging, hatte nach Galles Rechnung einen Durchmesser von 1000 Fuß.

Kosmische Verhältnisse der Feuerkugeln. Die Höhen, in welchen Feuerkugeln sichtbar werden oder verschwinden, sind sehr verschieden, doch ist kein sicheres Beispiel bekannt, daß ein solches Meteor in geringerer Höhe als 0,5 Meile explodierte.

Die Thatsache, daß gewisse Feuerkugeln aufsteigende Bahnen in der Erdatmosphäre beschreiben, ist zuerst von Prof. v. Nießl mit Bestimmtheit nachgewiesen worden[1]). Aus zahlreichen Beobachtungen ergab sich, daß das Meteor vom 7. Juli 1892 mit 68 km Höhe über einem Punkte von 41° 40,5′ ö.-L. von Ferro und 44° 0′ n. Br. der Erdoberfläche am nächsten war und, nachdem es eine Strecke von 1000 km zurückgelegt hatte, über dem Tyrrhenischen Meere in 29° 12,6′ ö. L. und 41° 26,3′ n. Br. in einer Höhe

[1]) Sitzungsber. d. Kais. Akad. Wien. Math.-naturw. Klasse, Bd. 102, Abt. II a, 1893, April; Sirius 1893, S. 158.

von 158 km erloschen ist. Eine solche Endhöhe ist an sich schon auffallend, aber im vorliegenden Falle auf Grund von zehn zuverlässigen Beobachtungen nicht abzuweisen. Die Angaben der Beobachter über die Helligkeit des Meteors lassen erkennen, daß diese im aufsteigenden Bahnteile geringer erschien und es ist zu vermuten, daß in diesem die Masse des Meteors schon stark vermindert war.

Die Bahnen zahlreicher Feuermeteore sind durch Prof. v. Nießl berechnet worden[1]), wobei sich ergeben hat, daß ausgedehnte Meteorsysteme anzunehmen sind, deren einzelne Glieder aus bestimmten Radiationspunkten mit der Erde zusammentreffen. So kamen, nach seiner Berechnung, die großen Feuermeteore vom 17. Juni 1873, vom 7. Juni 1878 und vom 13. Juli 1879 aus einem Radianten nahe bei α 249° δ — 20° und ebenso kamen die beiden Feuerkugeln, welche am 3. Juni 1883 innerhalb zweier Stunden aufeinander folgten und von denen die eine über Dalmatien, die andere über Deutschland und Holland zog, aus dem nämlichen Radianten bei α 249° und δ — 20°. Für die häufiger als Feuerkugeln auftretenden Boliden hat Denning ebenfalls das Bestehen bestimmter Radianten erwiesen.

Es ist hier noch der Ort, der sonderbaren Abweichungen von der geraden Fluglinie zu gedenken, welche einige Meteore, die sogenannten caprae saltantes, zeigen. Eine solche Feuerkugel, die 1740 zu Toulon gesehen wurde, hob und senkte sich in ihrer Bahn und zerplatzte nach einem deutlichen Rücksprunge. Diese Erscheinung hat aller Wahrscheinlichkeit nach in Gasausströmungen ihren Grund, welche die Explosion begleiteten, wie dies auch eine 1807 in Weston (Nordamerika) gesehene Feuerkugel sehr nahe legte, welche bei dreimaliger Explosion hinreichend unterscheidbare Sprünge machte.

Die Bahnen der großen Feuermeteore zeigen sich in allen Fällen, wo eine Berechnung derselben zuverlässige Resultate ergiebt, als ausgesprochene Hyperbeln. Besonders nach den zahlreichen Berechnungen, welche Prof. v. Nießl ausgeführt hat, kann diese Thatsache nicht in Zweifel gezogen werden. Man muß daher daran festhalten, daß die Feuerkugeln kosmische Massen sind, die mit größerer Geschwindigkeit als die Sternschnuppen in der Nähe der Erde auftreten. Eine bestimmte Ursache, welche diese abnorme Vergrößerung der Geschwindigkeit in der Erdnähe hervorrufen könnte, ist nicht bekannt und sonach muß man den Feuerkugeln die hyperbolische Geschwindigkeit als Charakteristikum beilegen. Daraus aber folgt, wie Schiaparelli und noch gründlicher v. Nießl[2]) gezeigt hat, daß diese Meteore aus dem allgemeinen Weltraume in das Sonnensystem eindringen.

13. Meteorite. Diese, auch Aërolithe genannt, bilden die einzigen außerirdischen Körper, welche in das Bereich unserer unmittelbaren Berührung gelangen, und es sind kaum elf Jahrzehnte, daß sie ihr Bürgerrecht in der Astronomie erlangt haben, obgleich sie bereits in den frühesten Überlieferungen erwähnt werden.

Nach Miller und Haidinger scheint die älteste Erwähnung vom

---

[1]) Verhandlungen d. naturf. Vereins in Brünn, Bd. 26, 27. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3224.

Himmel herabgefallener Meteorite im 15. Buche der Ilias (V. 18 bis 22) stattzufinden, indem die beiden Ambosse, von denen Jupiter spricht, zwei Meteorsteine sein sollen. Zur Unterstützung dieser Behauptung wird auf das Zeugnis des Eustathus verwiesen (12. Jahrhundert), nach dessen Versicherung man damals die beiden Ambosse noch gezeigt und der Tradition zufolge als vom Himmel gefallene Steine betrachtet habe. Als sicherer kann man den Steinregen betrachten, der 654 v. Chr. auf dem albanischen Berge statthatte und von dem Livius (I. 30) spricht (wenngleich Humboldt vermutet, es handle sich hier nur um einen vulkanischen Ausbruch), sowie ferner (nach de Guignes) den Fall von fünf Steinen in der chinesischen Provinz Song im Frühling 644 vor Beginn unserer Zeitrechnung. Der schwarze Stein in der Kaaba zu Mekka ist nach Burton, der ihn von allen Seiten genau betrachtet hat, ein Meteorit von unbekannter Fallzeit, aber jedenfalls sehr hohem Alter. Der Tradition zufolge wurde er durch Engel vom Himmel zur Erde gebracht. Partsch hat die meteorische Natur dieses Steines noch in einer eigenen Abhandlung zu erweisen gesucht.

Ganz unzweifelhaft ist das Niederstürzen einer ungeheuren Steinmasse 476 v. Chr. bei Ägos Potamoi in Thracien. Pindar war vielleicht Augenzeuge des weitberufenen Ereignisses. Nach Plinius soll der Stein zu seiner Zeit noch vorhanden gewesen sein und die Größe eines Wagens gehabt haben. „Trotz der vergeblich angewandten Bemühungen des afrikanischen Reisenden Brown", sagt A. v. Humboldt, „habe ich nicht die Hoffnung aufgegeben, man werde einst diese so schwer zerstörbare thracische Meteormasse in einer den Europäern jetzt sehr zugänglichen Gegend (nach 2400 Jahren) auffinden."

Die älteste genauere Schilderung eines Meteoritenfalles im allgemeinen wird nach de Guignes schon lange vor unserer Zeitrechnung von den Chinesen gegeben. Sie gedenken in ihren Berichten der Wolke aus welcher der Meteorit hervorbricht, der heftigen Donnerschläge und des prasselnden Niederstürzens des Aërolithen.

Unter den nach Beginn unserer Ära eingetretenen Meteorsteinfällen werden im folgenden nur einige angeführt, bei denen wenigstens das Jahr des Ereignisses sicher ist, und außerdem noch etwas mehr als die bloße Erwähnung des Faktums sich in den Annalen der Völker findet.

Nach E. Biot gedenken die Chinesen eines nach dem Voraufziehen einer Feuerkugel stattgehabten Steinfalles am 14. Januar 616, wodurch ein Wagen zerschmettert wurde und zehn Menschen ihr Leben verloren.

In Deutschland soll, den Annales Fuldenses zufolge, im Jahre 823 ein so großartiger Aërolithenfall sich in Sachsen ereignet haben, daß Menschen und Vieh erschlagen und 35 Dörfer vom Feuer verzehrt worden seien.

Der nach der Chronik des Mönchs Benedikt von St. Andrea in den gleichnamigen Fluß bei dem Orte Narni 921 gefallene große Meteorstein ragte angeblich eine Elle hoch über das Wasser hervor.

Avicenna gedenkt mehrerer Meteoritenfälle um das Jahr 1010 in Ägypten, Persien ꝛc.; auch eine Eisenmasse soll nach ihm bei Dscharschan gefallen sein. Der berühmte Arzt und Chemiker beschreibt genau die näheren Umstände, welche das Herabstürzen begleiteten.

Nach Georg Fabricius fiel am Pfingstfeste 1164 eine Eisenmasse in der Gegend von Meißen nieder.

Am 1. Oktober 1304 fielen nach Spangenberg bei Friedeburg an der Saale feurige Steine, dem Hagel gleich, vom Himmel, die Brand erregten und dem Landvolke vielen Schaden zufügten.

Der berühmte Ensisheimer Steinfall ereignete sich am 7. November 1492.

Seit drittehalbhundert Jahren hängt in der Kirche dieses Ortes eine Tafel, neben einem Fragmente des Meteorits, welche besagt:

„Anno Domini 1492 uff Mittwochen nächst vor Martini den siebenten Tag Novembris geschah ein seltsam Wunderzeichen. Denn zwischen der eilften und der zwölfften Stund zu Mittagszeit kam ein großer Donnerklopff und ein lang Getöß, welches man weit und breit hörte, und fiel ein Stein von den Lüfften herab bei Ensisheim in ihrem Bann, der wog zweihundert und sechzig Pfund, und war der Klopff anderwo viel größer, dann allhier. Da sah ihn ein Knab in eim Acker im oberen Feld, so gegen Rhein und Ill zeucht, bei dem Gisgang gelegen, schlagen, der mit Waitzen gesäet und that ihm kein Schaden, als daß ein Loch innen würd. Da führten sie ihn hinweg und ward etwa mannig Stück davon geschlagen: das verbot der Landvogt. Also ließ man ihn in die Kirche legen, ihn willens dann zu eim Wunder aufzuhencken und kamen viel Leut allher den Stein zu sehen, auch wurden viel seltsam Reden von dem Stein geredet. Aber die Gelehrten sagten, sie wissen nicht, was es wär, denn es wär übernatürlich daß ein solcher Stein sollt von den Lüfften herabschlagen, besonders es wär ein Wunder Gottes, denn es zuvor nie erhört, gesehen noch geschrieben befunden worden wär. Da man auch den Stein fand, da lag er bei halb Mannestief in der Erden, welches jedermann dafür hält, daß es Gotts Wille war, daß er gefunden würde. Und hat man den Klopff zu Lucern, zu Pfillingen und sonst an viel Orten so groß gehört, daß die Leut meinten, es wären Häuser umgefallen.

„Darnach uff Montag nach Catharinen gedachten Jahrs, als König Maximilian allhier war, hießen ihre königliche Excellenz den Stein, so jüngst gefallen, ins Schloß tragen, und als man ihn darein brachte, hielt er Excellenz viel Kurzweil mit dem Stein, und da er lange mit den Herren davon redt, sagte er, die von Ensisheim sollten ihn nehmen und in die Kirche heißen aufhencken, auch niemands davon lassen schlagen. Doch nahm er Excellenz zwey Stück davon: das Ein behielt sein Excellenz, das Andere schickte er Herzog Siegmunden von Oesterreich. Und war eine große Sage von dem Stein, also hinck man ihn in den Chor, da er noch henckt. Auch kam eine große Welt den Stein zu sehen."

Der ungeheure Meteorsteinfall von Crema ereignete sich am 4. September 1511. Petrus Martyr von Anghiera, der Fragmente eines der niedergefallenen Steine besaß, giebt in einem seiner Briefe eine lebendige Schilderung des Phänomens, obgleich er es selbst nicht beobachtet hat. Hiernach erschien ein großes, tiefschwarzes Gewölk, aus dem Blitze hervorgingen, welchen Donnerschläge folgten. Die Erleuchtung war so bedeutend, daß die Bewohner von Bergamo während der fast gleichzeitig eintretenden totalen Sonnenfinsternis die ganze Ebene von Crema sehen konnten. Dem Herabsturze der Steinmassen ging das Auftreten einer geschweiften Feuerkugel voraus, die Cardanus, bezeichnend genug, für einen Kometen hielt. Die niederfallenden Massen erschlugen Vögel und Schafe, selbst Fische; auch ein Frate zu Crema wurde getötet. Cardanus behauptete, es seien 1200 einzelne Steine gefallen und unter diesen einer von 260 und ein anderer von 120 Pfund.

Im Jahre 1583 fiel im Thüringischen unter starken Detonationen ein

Stein zur Erde, 39 Pfund schwer, der sich $^3/_4$ Elle tief in den Boden wühlte und kurze Zeit nachher noch so heiß war, daß man ihn nicht anrühren konnte.

Nach Mercati sahen am 9. Januar 1583 einige Bewohner von Castro Villari in Calabrien bei heiterer Luft plötzlich eine düstere, sich schnell bewegende Wolke, aus der unter furchtbarem Getöse ein 30 Pfund schwerer Stein zur Erde stürzte und zerbarst.

Gassendi sah am 27. November 1617 in der Provence eine sehr große Feuerkugel, welche donnernd explodierte und aus der mit Zischen ein Stein, heiß dampfend und den gerade hoch liegenden Schnee schmelzend, herabstürzte, und sich drei Fuß tief in den Erdboden wühlte. Der Meteorit wog 59 Pfund und war von dunkler metallischer Farbe.

Am 7. März 1618 senkte sich ein feuriges Meteor um Mitternacht auf den Justizpalast in Paris herab und erregte Brand im großen Sitzungssaale.

Etwa 30 bis 35 Jahre später fiel nach dem Berichte des schwedischen Kapitäns Olaf Erikson Wilmann ein Meteorstein auf das Verdeck seines segelnden Schiffes und erschlug zwei Matrosen. Dieses Ereignisses, obgleich das Jahr desselben nicht genau festgestellt ist, wurde hier ausnahmsweise gedacht, weil seine Thatsächlichkeit außer Zweifel steht.

Im Jahre 1660 fiel zu Mailand ein äußerst kleiner Meteorit in das Kloster Sta. Maria della Pace und tötete einen Franziskanermönch. Man fand an dem Schenkel des Unglücklichen eine schwarze, bis zum Knochen reichende Wunde und im Grunde derselben ein rundliches, scharfrandiges, beim Zerbrechen schwefelig riechendes Steinchen.

Valisneri, Montanari und andere gedenken eines gewaltigen Steinfalles im Juni 1668 (nach anderen 1672?), der zur Nachtzeit im Veronesischen sich ereignete, und wobei unter furchtbaren, von Feuererscheinungen begleiteten Detonationen zwei Steine, zwei bis drei Zentner schwer, zur Erde fielen.

Scheuchzer berichtet in seiner Naturgeschichte der Schweiz über das Niederfallen eines Meteorsteines am 19. Mai 1698.

Unter Donnergetöse fielen am 22. Juni 1723 bei Plescowitz und Liboschitz in Böhmen 33 Steine aus den Lüften herab. Sie verbreiteten Schwefelgeruch und waren metallischer Natur, mit einer schwarzen Rinde überzogen.

Ein ähnlicher Steinregen fand, wie Castillon anführt, am 18. Oktober 1738 bei Carpentras in der Grafschaft Avignon statt.

Am 1. Oktober 1750 fiel ein Stein zu Nicorps bei Coulance in der Normandie unter heftigem Getöse nieder.

Im Jahre 1751, am 26. Mai, sah man in einem großen Teile von Deutschland eine feurige Kugel, die mit dumpfem Geräusch gegen Osten zog. Sie explodierte heftig detonierend und aus dem entstehenden schwarzen Rauche fielen zwei Massen nieder bei Hraschina im Agramer Komitate in Kroatien. Wie Haidinger später aus alten Urkunden nachgewiesen hat, blieb der zickzackförmige Schweif der Feuerkugel $3^1/_2$ Stunden lang am Himmel sichtbar. Von den beiden niedergefallenen Massen wog die eine 71 Pfund und war auf einem frisch gepflügten Acker drei Klafter tief in den Boden gedrungen. Ein kleineres Fragment von 16 Pfund lag 2000 Schritte davon entfernt, scheint

aber verloren gegangen zu sein, während das andere Stück in der Kaiserlichen Schatzkammer aufbewahrt wurde. Die Oberfläche desselben ist zellig, der Kern besteht überwiegend aus gediegenem Eisen und ist von einer dünnen schwarzen Rinde umgeben.

Der am 5. Juli 1753 bei Plan in der Nähe von Tabor in Böhmen gefallene, 5 Pfund schwere Meteorit ist mit Adern und eingesprengten Körnern von gediegenem Eisen und Magnetkies durchzogen. Das Ganze überdeckt eine dünne schwarze Rinde.

In dem nämlichen Jahre, am 7. September um 2 Uhr nachmittags, fielen zu Luponas (Departement Ain) unter weithin schallendem Getöse zwei Steine nieder, von denen der eine 20, der andere $11\frac{1}{2}$ Pfund wog.

Bei Albareto unweit Modena fiel im Juli 1766 ein Meteorstein hernieder, von dem sich ein Fragment (13,31 Gramm schwer) im Wiener Hof-Mineralienkabinet findet und über den Troili Ragionamento delle caduto di un sasso, Modena 1766, schrieb.

Am 13. September 1768 sah man zu Lucé im Sarthe-Departement eine kleine düstere Wolke, vernahm einen kurzen Donnerschlag, dem ein brüllendes Getöse folgte, und erblickte einen dunkeln Körper aus den Wolken herabstürzen. Man fand einen $7\frac{1}{2}$ Pfund schweren Stein im Rasen stecken und noch so heiß, daß man ihn nicht berühren konnte. Die chemische Untersuchung des Aërolithen, mit welcher von der Pariser Akademie Fougeroux, Cadet und Lavoisier beauftragt wurden, mußte damals noch sehr unvollkommen ausfallen. Die Kommission fand den Stein zusammengesetzt aus 55,5 Teilen glasartiger Masse, 36 Teilen Eisen, und den Rest bestehend aus Schwefel. Da man den Aussagen der Augenzeugen, daß der Stein aus den Lüften gefallen sei, keinen Glauben beimaß, so nahm man als wahrscheinlichsten Ursprung an, der Meteorit habe unter dem Rasen gelegen, sei vom Blitze getroffen, herausgeschleudert und oberflächlich geschmolzen worden.

Am 20. November desselben Jahres, nachmittags 4 Uhr, fiel ein 38 Pfund schwerer Stein bei Mauerkirchen (Österreich ob der Enns) nieder. Auch hier ging nach dem eidlich erhärteten Berichte von Augenzeugen eine heftige Detonation dem Niedersturze voraus.

Am 24. Juli 1790 fiel bei Juillac in der Nähe von Roquefort ein Meteorstein nieder, über welchen der Bürgermeister des Kirchspiels ein amtliches Protokoll aufnahm, in dem es heißt, daß ein großes Feuer am Himmel erschienen sei, daß von vielen Zeugen unmittelbar darauf ein heftiger Knall vernommen worden, und einige Minuten später Steine vom Himmel gefallen wären, von denen etliche nicht gar tief in den Erdboden eingedrungen.

Am 16. Juni 1794, 7 Uhr abends, erblickte man zu Siena (Toskana) nahe dem Zenith ein kleines düsteres Wölkchen an dem sonst klaren Himmel. Plötzlich gingen von demselben unter Feuererscheinung Detonationen aus, infolge deren sich Rauch zu entwickeln schien, der nebelartig und in heftiger Bewegung sich zeigte. Die Explosionen wiederholten sich eine Zeit lang in rascher Aufeinanderfolge, während zischend eine Menge von Steinen auf den vom Regen erweichten Erdboden herabfiel und hier eindrang. Die verschiedenen Fragmente, wahrscheinlich Trümmer einer einzigen Masse, waren nur klein

(das größte wog 7 Pfund) und beträchtlich erhitzt. Sie zeigten sich mit einer schwarzen Rinde umgeben, und enthielten fein verteilt Eisen und Magnetkies in geringen Mengen.

Das sind die hauptsächlichsten Aërolithenfälle, welche sich bis zur ersten Hälfte der neunziger Jahre des achtzehnten Jahrhunderts ereigneten, d. h. bis zu einem Zeitpunkte, da man in wissenschaftlichen Kreisen die Wirklichkeit dieser Klasse von Erscheinungen noch in Abrede stellte. Der Geschichtsschreiber dieser in mannigfacher Hinsicht so merkwürdigen Epoche darf keineswegs übersehen, daß es hauptsächlich die wissenschaftlichen Korporationen waren, welche in so wenig wissenschaftlicher Weise ihre Zweifel der von Tausenden beobachteten Erscheinung entgegenstemmten [1]). Beweise hierfür findet man in einzelnen Berichten über stattgehabte Meteorsteinfälle, wie z. B. in der ausgezeichneten Darstellung des Aërolithenfalles von Juillac. Lichtenberg sprach von den Meteoriten wie von einem elektrischen Meteore, und als Chladni 1792 den Göttinger Gelehrten besuchte und auf das Unstatthafte dieses Erklärungsversuches hinwies, äußerte Lichtenberg: man wisse eigentlich nicht genau, was man aus den Feuerkugeln machen solle, vielleicht dürften sie gar nicht einmal tellurischen, sondern kosmischen Ursprunges sein, ähnlich den Kometen, die man auch anfänglich für Produkte der irdischen Atmosphäre gehalten habe. Durch diese Unterhaltung aufmerksam gemacht, beschloß Chladni, den Aërolithen seine besondere Aufmerksamkeit zuzuwenden und blieb noch drei Wochen in Göttingen, um in der dortigen Bibliothek so viele Nachrichten über Feuermeteore zu sammeln, als deren aufzutreiben seien. Als Resultat dieser Forschungen erschien 1794 die berühmte Abhandlung: „Über den Ursprung der von Pallas entdeckten Eisenmasse und einige damit in Verbindung stehende Naturerscheinungen." In dieser Schrift behauptet der Entdecker der Klangfiguren mit voller Zuversicht das Herabfallen von Meteorsteinen auf den Erdboden, nachdem jene Massen in die Nähe unsers Planeten gekommen sind. „Es sind", sagt er, „viele in kleinere Massen angehäufte grobe Materien, ohne mit einem größern Weltkörper in Verbindung zu stehen, in dem allgemeinen Weltraum zerstreut, in welchem sie sich, durch Wurfkräfte und Anziehung getrieben, so lange fortbewegen, bis sie etwa einmal der Erde oder einem andern Weltkörper nahe kommen und, von dessen Anziehungskraft ergriffen, darauf niederfallen. Durch ihre äußerst schnelle und vermöge der Anziehungskraft der Erde noch beschleunigte Bewegung muß notwendig wegen der heftigen Reibung in der Atmosphäre eine sehr starke Elektricität und Hitze erregt werden, wodurch sie in einen brennenden und geschmolzenen Zustand geraten und eine Menge Dünste und Luftarten sich darin entwickeln, welche die Masse zu einer ungeheuren Größe aufblähen, bis sie endlich bei einer stärkern Entwicklung solcher elastischen Flüssigkeiten zerspringen muß." Chladnis Darlegungen, weit entfernt, die Leugner der Meteoritenfälle zu überzeugen, fachten nur den Widerstand um so mehr an, besonders in Frankreich; doch gehört es nicht hierhin, in dieser Beziehung weiter bei Einzelheiten zu verweilen. Im Jahre 1802 erklärte sich auch Howard bestimmt dafür, daß Steine auf

[1]) Vgl. Buchner, Die Feuermeteore, Gießen 1859, S. 47 u. ff.

die Erde herabfielen; aber noch im folgenden Jahre fürchtete Klaproth die Veröffentlichung seiner Analyse des Steines von Siena, „weil dadurch ein gelehrter Streit entstehen könne, da man noch zu sehr geneigt sei, das Faktum für ein Märchen zu halten". Ein Vierteljahr später ereignete sich der berühmte Steinfall von l'Aigle, und auf Leblonds Bericht beschloß die Pariser Akademie, vorzugsweise durch Fourcroy angeregt, das angebliche Faktum durch eines ihrer Mitglieder untersuchen zu lassen. Biot, der sich infolgedessen an Ort und Stelle begab, fand alles so bestätigt, wie die eingelaufenen Berichte ausgesagt. Nachdem solcher Art die Thatsache außer Zweifel gestellt war, beeilte man sich, eine Menge von Hypothesen darüber aufzustellen, von denen schließlich diejenige in Frankreich die Oberhand behielt, nach welcher die Meteorsteine Auswürflinge von Mondvulkanen wären. Auch Olbers schloß sich dieser Hypothese an. Poissons Rechnungen zufolge gehört eine Anfangsgeschwindigkeit von 7123 Fuß dazu, um einen Stein aus dem Bereiche der Mondattraktion in die Anziehungssphäre der Erde zu schleudern; Biot fand dafür 7771, Olbers 7780 Fuß. Indessen reichen solche Anfangsgeschwindigkeiten, wie schon Olbers bemerkte [1]), nicht hin, die wirklich beobachtete Schnelligkeit der meisten Meteorite zu erklären. Nimmt man eine wahre Geschwindigkeit von 5 geographischen Meilen in der Sekunde an, so würde derselben eine anfängliche Wurfkraft von 110000 Fuß entsprechen. Ferner könne nur in den allerseltensten Fällen die Richtung der Wurfbewegung gerade auf die Erde führen; durchgängig würde ein vom Monde mit der angegebenen Geschwindigkeit fortgeschleuderter Körper in elliptischer oder paraboliſcher Bahn sich bewegen.

Chladni charakterisiert die allgemeine äußere Erscheinung der am Himmel auftauchenden Aërolithen kurzgefaßt in folgender Weise. Als erstes Anzeichen erblickt man einen leuchtenden Punkt oder auch ein kleines helles Wölkchen, aus welchem schließlich ein leuchtender Körper hervortritt. Dieser bewegt sich mit einer derjenigen der Planeten vergleichbaren Geschwindigkeit. Nach und nach vergrößert sich der Körper und bildet eine Funken und Rauch aussendende feurige Kugel. Gewöhnlich zieht die Feuerkugel einen Schweif nach sich, der aus sich zuspitzenden Flammen und Rauch besteht, bisweilen auch kleine, die Feuerkugel begleitende Teile derselben Masse enthält, woraus der Hauptkörper besteht. Die Feuerkugel zerspringt meist unter donnerartigem Getöse in kleinere Fragmente, die sich selten nochmals teilen. Am Tage ist es häufig erst der Donner, der das Platzen der Kugel begleitet, welcher die Aufmerksamkeit auf sich zieht; alsdann erblickt man nur noch das mit der Kugel auftretende Wölkchen.

Ein genaueres Eingehen auf die specielle mineralogische Zusammensetzung der Meteorite gehört nicht hierher; es mag nur erwähnt werden, daß dieselben in die zwei großen Klassen der Stein- und Eisenmeteorite zerfallen und daß das gediegene Meteoreisen stets etwas nickelhaltig ist. Die Zusammenstellung der sämtlichen bis jetzt bekannten Meteoritenfälle weist nur wenige Beispiele von Eisenmeteoriten auf, dagegen hat man an den verschiedensten

[1]) Schumachers Jahrbuch 1837, S. 52.

Punkten der Erdoberfläche Eisenmassen gefunden, deren äußerer Habitus und ihre chemische Zusammensetzung einen meteorischen Ursprung andeuten, während die Zeit ihres Herabfallens unbekannt ist. Im Jahre 1801 entdeckte v. Widmanstätten, daß abgeschliffene Flächen von Meteoreisen, sobald sie mit Salpetersäure geätzt werden, eigentümliche, unter verschiedenen Winkeln sich schneidende Linien zum Vorschein treten lassen, und die Entdeckung dieser „Widmanstättenschen Figuren" schien für den ersten Augenblick ein untrügliches Kennzeichen meteorischer Massen abgeben zu können. Die Beweiskraft ist indes nur eine beschränkte, indem in den Fällen, wo die bezeichneten Figuren sichtbar werden, die behandelte Masse zwar unzweifelhaft meteorischen Ursprungs ist, während indes ein Nichthervortreten derselben keinen Schluß auf tellurischen Ursprung gestattet, indem selbst bei nachweislichen Meteoriten in einzelnen Fällen keine Figuren hervortreten.

Die Zahl der als meteoritisch bekannten Massen ist ziemlich groß und diese letzteren bilden kostbare Schätze mehrerer Sammlungen. Unter denselben ist die Meteoritensammlung des k. k. naturhistorischen Hofmuseums in Wien die bedeutendste. A. Brezina hat eine chronologisch geordnete Liste aller bis zum 1. Mai 1895 überhaupt in Sammlungen aufbewahrten Meteormassen gegeben [1]). Dieses höchst sorgfältig zusammengestellte Verzeichnis ist das vollständigste aller überhaupt bekannten Meteoriten und giebt nicht nur die berichtigten Daten des Falles oder der Auffindung, sowie der Lokalität, sondern auch die Gewichtsangaben des Hauptexemplars und das Gesamtgewicht in Grammen, sowie die petrographische Gruppe, zu der jeder Meteorit gehört.

Aus der nahen Übereinstimmung des Monatsdatums der Fallzeiten verschiedener Meteoriten hat Prof. Reusch auf die Wahrscheinlichkeit elliptischer Bahnen, also bestimmter Umlaufszeiten derselben, geschlossen. Nach den Untersuchungen, welche Prof. v. Nießl über 36 Meteoritenfälle angestellt hat, sind aber die scheinbaren Radiationspunkte am Himmel, aus denen die Meteorite kamen, so völlig verschieden, daß an einen Zusammenhang in der angegebenen Weise gar nicht gedacht werden kann [2]). Bei großen Feuerkugeln ist die Zahl der Beispiele mit gleichem Jahrestage noch weit größer, während die Verschiedenheit der Bahnlagen augenfällig ist. Dazu kommt, daß in allen diesen Fällen, soweit genaue Berechnungen möglich waren, für jene Feuerkugeln unzweifelhaft hyperbolische Geschwindigkeiten sich ergaben. Von allen zur Erde gefallenen Meteoriten konnte, soviel bekannt, nur für zwei die Geschwindigkeit mit Sicherheit abgeleitet werden (die Fälle von Pultusk und Orgueil) und diese ergab sich als hyperbolisch. Sonach ist es unzulässig, die Meteorite allgemein als eine besondere Klasse von in elliptischen Bahnen einhergehenden Körpern zu betrachten.

Untersucht man die Verteilung der Meteoritenfälle auf die Tagesstunden nach den Angaben von Bornitz (S. 307), so findet man ein Maximum zwischen 11 und 12 Uhr vormittags und ein anderes zwischen 3 und 4 Uhr nachmittags, überhaupt findet der Fall von Meteoriten meist während der

---

[1]) Annalen des k. k. naturhist. Hofmuseums in Wien, Bd. 10, S. 231 u. ff. — [2]) Verhandlungen d. naturwiss. Vereins in Brünn 1891, Bd. 29.

Tagesstunden statt, was erklärlich ist, da bei Tage der Ort des Niederfalles der Massen leichter festzustellen ist als nachts.

Tage mit ungewöhnlich reichen Meteoritenfällen (über drei Fälle) sind:

im Januar, der 2., 31.;
„ Februar, der 15., 16.;
„ März, der 6., 12.;
„ April —
„ Mai, der 14., 17., 20.;
„ Juni, der 13.;
im Juli, der 4.;
„ August, der 5., 10.;
„ September, der 14.;
„ Oktober, der 1., 13.;
„ November, der 11., 12., 27., 30.;
„ Dezember, der 10., 13.

Die meisten Meteoritenfälle zeigt der Monat Mai. Setzt man die Zahl der in den einzelnen Monaten gesehenen Feuerkugeln = 100, so hat man nach dem Bornitzschen Verzeichnisse für die Zahl der Meteoritenfälle in Prozenten:

im Januar 12,8, im April 12,4, im Juli 13,2, im Oktober 7,5,
„ Februar 12,2, „ Mai 24,3, „ August 7,8, „ November 7,1,
„ März 16,1, „ Juni 19,2, „ September 9,2, „ Dezember 10,4.

Hiernach ergiebt sich für die letzten fünf Monate, welche die größte Zahl von Feuerkugeln aufweisen, die kleinste an Meteoritenfällen.

Meteorite von besonderer Beschaffenheit. Obgleich näheres Eingehen auf die mineralogische Zusammensetzung der Meteorite nicht in den Plan des vorliegenden Werkes gehört, so muß hier doch der physikalisch wichtigen Thatsache gedacht werden, daß mehrere und vielleicht alle Meteorite Gase umschließen. Dies hat zuerst Graham an einem Fragmente der 1814 bei Lenarto aufgefundenen meteorischen Eisenmasse erkannt und nachgewiesen, daß dieselbe das dreifache Volum eines Gases enthielt, welches aus 86 Proz. Wasserstoff und 4,5 Proz. Kohlenoxydgas bestand. Auf künstlichem Wege gelang es Graham auch, gewöhnlichem Eisen sein dreifaches Volum an Gas beizubringen, aber niemals konnte dessen Wasserstoffgehalt über 35 Proz. erhöht worden. Ansdell und Dewar haben später[1]) den Gasgehalt der Meteorite von Dhurmsala, Pultusk und Mocs genau untersucht und mit demjenigen eines sehr porösen Bimssteins verglichen. Die Ergebnisse ihrer Analyse sind in folgender Tabelle enthalten:

	Gasvolum	CO_2 Proz.	CO Proz.	H Proz.	HC_4 Proz.	N Proz.
Dhurmsala	2,51	63,15	1,31	28,48	3,9	1,31
Pultusk	3,54	66,12	5,40	18,14	7,65	2,69
Mocs	1,94	64,50	3,90	22,94	4,41	3,67
Bimsstein	0,55	39,50	18,50	25,4	—	16,60

Von besonderm Interesse sind einige wenige Meteorite, in denen die chemische Analyse kohlenstoffhaltige Substanzen in geringen Mengen erkennen ließ. Hierher gehören die Meteorite von Alais (15. März 1806), von

[1]) Proc. Royal Soc., Vol. 40, p. 245.

Bokkeveld (13. Oktober 1838), von Kaba (15. April 1857), von Orgueil (14. Mai 1864), von Grazac (10. August 1885), von Penza (10. September 1886) und das bei Beaconsfield in der Kolonie Viktoria (Australien) gefundene Meteoreisen von unbekannter Fallzeit, in welchem nach den Untersuchungen von Prof. E. Cohen[1]) die kohlige Substanz in Stücken von 3 mm Größe vorkommt und nach ihren Eigenschaften der Glanzkohle am nächsten steht. G. Moissan hat gefunden[2]), daß der Meteorit von Kendal (Texas) amorphen Kohlenstoff, der von Newsteadt und Roxburgshire (Schottland) Kohlenstoff und Graphit, der Eisenmeteorit aus der Sierra de Dehesa (1866) graphitischen Kohlenstoff, das Eisen von Nowo-Brej Körnchen von schwarzem Diamant und ebenso das Cañon-Diablo-Eisen schwarzen Diamant enthält.

Was die Entstehung der meteoritischen und irdischen Graphite anbelangt, so kommen Ansdell und Dewar[3]) zu dem Ergebnisse, daß dieselbe eine ähnliche war, und es vollkommen möglich sei, daß beide schließlich aus einer Quelle abstammen.

Eine merkwürdige, von der Challenger-Expedition ermittelte Thatsache ist das Vorkommen kleiner metallischer Kügelchen von 0,2 mm Durchmesser im roten Thon, welcher die größten Tiefen des Stillen Oceans erfüllt. Diese Kügelchen erscheinen auf der einen Seite etwas eingedrückt und besitzen eine Rinde aus Magneteisen und im Kern Nickel, manche bestehen anscheinend aus Schreibersit, einem Mineral, das nur in Meteoriten angetroffen wird. Die britischen Naturforscher, welche die Ergebnisse der Challenger-Expedition bearbeiteten, erklären diese Kügelchen für Meteorite. Sie finden sich auf einer großen Fläche des Oceans und der Grund weshalb sie nur in den tiefsten Teilen desselben angetroffen werden, ist darin zu suchen, daß dort der Sedimentabsatz nur äußerst langsam erfolgt. In den weniger tiefen Regionen des Meeres bedeckt sich der Boden rasch mit Schlamm, so daß die kleinen Kügelchen der Tiefseesande unerreichbar werden. Man kann erklärlich finden, daß dergleichen kleinste kosmische Massen auf dem Festlande nicht gefunden worden sind, aber ihre Entdeckung am Boden der Tiefsee ist doch höchst auffallend. Denn wäre die Anzahl derselben in den pelagischen Abgründen nicht ungeheuer groß, so würde die Wahrscheinlichkeit, eines derselben mit dem Lot heraufzubringen, sehr nahe an Null grenzen.

Moldavite. Im südlichen Böhmen, besonders in der Nähe von Budweis und dem obern Moldaugebiet finden sich glasartige, durchscheinende Massen, von im auffallenden Lichte glänzend schwarzer, im durchgehenden grünlicher Farbe, die den Namen Moldavite oder Bouteillenstein erhalten haben. Man sah sie vielfach, wenn auch nicht ohne Widerspruch, als Nebenprodukte alter Glashütten an, doch unterscheiden sie sich von solchen durch außerordentlich schwere Schmelzbarkeit, höhern Gehalt an Aluminium und geringern an Calcium. Ähnliche Glaskugeln hat man in Australien und Niederländisch-Indien gefunden, an Orten, wo sie weder durch vulkanische Eruptionen hingebracht, noch als künstliche Produkte verschleppt sein können. Bezüglich dieser wurde die Vermutung ausgesprochen, sie möchten kosmischen Ursprungs sein, und diese Vermutung ist jüngst durch eine eingehende Untersuchung von Dr. Franz E. Sueß fast zur Gewißheit erhoben

---

[1]) Sitzungsber. d. Preuß. Akad. 1895, S. 1037. — [2]) Compt. rend., Tom. 121, p. 483. — [3]) Proc. Royal. Soc., Vol. 40, p. 245.

worden[1]). Die Lagerungsverhältnisse der Moldavite lassen schließen, daß die größere Menge dieser Gläser gegen Ende der Tertiärzeit oder zur Quartärzeit auf die Erde gekommen ist und daß sie möglicherweise sämtlich einem und demselben kosmischen Ereignisse entstammen.

Entstehung der Meteorite. Brezina kommt[2]), indem er alle bekannten Thatsachen berücksichtigt, zu dem Ergebnisse, die Meteoriten als gestörte, überhastete Kryställbildungen in einem einzigen gemengten Magma zu bezeichnen. In Anlehnung an eine von Chladni aufgestellte, dann durch v. Hoff 1835 weiter ausgeführte Hypothese, hält er es für wahrscheinlich, daß die Meteoriten in Form lockerer, staubartiger oder gasförmiger Zusammenballungen an der Grenze unserer Atmosphäre anlangen; durch den Widerstand der letztern verlieren sie ihre kosmische Geschwindigkeit, es entsteht eine Explosion (wohl infolge des Eindringens der Luft in den hinter dem Ballen befindlichen leeren Raum) und durch die gewaltsame Zusammenpressung des anlangenden kosmischen Körpers werde derselbe zu einer festen Masse komprimiert. Man könne zwar an der Rindenbildung oft mehrere Stadien verfolgen, allein aus dem Zustande der scharfen Abgrenzung der durch Verschlackung gebildeten Rinde gegenüber der nicht oder teilweise veränderten Innenmasse, müsse man schließen, daß der Prozeß auf äußerst kurze Zeiträume beschränkt war; bei langsamer Bildung der Rinde hätte in allen Fällen ein allmählicher Übergang stattfinden müssen. Dieser Hypothese wird man beizustimmen sich wohl schwer entschließen können; denn daß die Bildung großer Meteoriten in dem Zeitraume von wenigen Sekunden und einige Minuten früher als die Masse zur Erde fiel, vor sich gegangen sei, ist an sich wenig wahrscheinlich. Auch kann man sich die Art und Weise, wie ein staubförmiger oder gasartiger Körper in den höchsten Luftschichten zu einer steinigen oder eisenhaltigen Masse komprimiert werde, nicht wohl vorstellen, weit eher ist an eine völlige Zerstreuung oder Auflösung zu denken. Hält man, wie man wohl muß, an der explosiven Entstehungsweise der Meteorite fest, so ist es am meisten naheliegend, sie als Auswürflinge von Mondvulkanen zu betrachten. Wenn auf der Oberfläche unseres Trabanten in der Vorzeit ungeheure und überaus zahlreiche Eruptionen stattgefunden haben, so dürfte es schwerlich an Wurfkräften gefehlt haben, die in sehr vielen Fällen den emporgeschleuderten Massen Geschwindigkeiten erteilten, um sie aus dem Bereich der Mondanziehung zu schleudern. Diese Trümmer müssen dann Bahnen um den Mond beschreiben, welche zum Teile Ellipsen sind. In diesen Bahnen können unzählige Fragmente um den Mond oder auch um die Erde laufen, viele Jahrtausende hindurch, bis diese Bahnen durch die störenden Einwirkungen des Mondes und der Erde solche Modifikationen erleiden, daß bald dieser, bald jener Körper auf die Erde herabkommt. Die einzige Schwierigkeit, welche dieser Hypothese entgegensteht, ist der Nachweis der hyperbolischen Geschwindigkeit der Meteorite in ihren Bahnen; wenn diese Schwierigkeit in irgend einer Weise beseitigt wäre, so könnte sich keine andere Hypothese mit derjenigen des lunaren Ursprungs der Meteorite an innerer Wahrscheinlichkeit vergleichen.

---

[1]) Verhandlungen d. k. k. geol. Reichsanstalt in Wien 1898, Nr. 16. — [2]) Die Meteoritensammlung des k. k. mineral. Hofkabinets in Wien 1885.

Dritte Abteilung.

Stellarastronomie.

Der siderische Inhalt des Weltraumes jenseits unseres Sonnensystems besteht, soweit er für uns sichtbar ist, nur aus selbstleuchtenden Körpern, isolierten Fixsternen, Doppel- und mehrfachen Sternen, Sternhaufen und Nebelflecken. Dunkle Massen haben ihr Vorhandensein indessen verraten in den veränderlichen Eigenbewegungen gewisser Fixsterne; und der Analogie nach darf man schließen, daß die selbstleuchtenden Massen im Weltraume, gleich unserer Sonne, häufig die Bewegungsmittelpunkte für planetarische Körper bilden mögen.

Über die Anzahl der Weltkörper im Universum ist nichts Genaues bekannt; nur die eine Thatsache ist unbestreitbar, daß diese Anzahl eine begrenzte, keine unendlich große, sein kann, wenngleich der Raum nur schrankenlos zu denken ist, mag man ihn als bloße Form des Vorstellungsvermögens im Sinne Kants, oder als reale Erscheinung, einzig in ihrer Art und darum mit nichts anderm vergleichbar, betrachten.

Vielfach und von den verschiedenartigsten Gesichtspunkten aus sind Vermutungen über das ausgesprochen worden, was die Himmelsräume zwischen den eigentlichen Weltkörpern erfüllt und gegenwärtig mit dem Ausdrucke Äther bezeichnet wird. Schon die Alten nahmen einen „Weltäther" an; bei den indischen Naturphilosophen wird derselbe als ein Fluidum von unendlicher Feinheit, welches das ganze Weltall durchdringt, bezeichnet und, merkwürdig genug, neben dem Anreger des Lebens auch als Träger des Schalles anerkannt. Nach Buschmann bedeutet das Sanskritwort âschtra für Äther: Luftkreis, und seiner Wurzel as wird die Bedeutung glänzen, leuchten beigelegt. Die Identifizierung der Wirkung der Luft und des Äthers trifft man nicht mehr bei Anaxagoras und Empedocles, welche den Äther über der Atmosphäre annehmen und denselben keineswegs bis zum Erdboden herabreichen lassen. Aber was beide Philosophen unter ihrem Äther verstehen, bleibt dunkel. Schon Aristoteles sagt: „Der sogenannte Äther hat eine uralte Benennung, welche Anaxagoras mit dem Feuer zu identifizieren scheint: denn die obere Region sei voll Feuer; und jener hielt es mit dieser Region so, daß er sie für Äther ansah; darin hat er auch recht. Denn den ewig im Lauf be-

griffenen Körper scheinen die Alten für etwas von Natur Göttliches angesehen und deshalb Äther genannt zu haben, als eine Substanz welche bei uns nichts Vergleichbares hat."

Die heutige Physik versteht unter dem Namen Äther das Fluidum, welches die Fortpflanzung der Energie in Gestalt von Wärme und elektromagnetischen Strahlungen vermittelt und zu diesem Behufe hypothetisch angenommen wird.

Mit der Temperatur des Weltraumes, der Wärmestrahlung der Fixsterne und der Absorption dieser Wärme beim Durchgang durch den Äther, haben sich Poisson und Fourier viel beschäftigt. Letzterer kam 1822 in seiner berühmten Theorie analytique de la chaleur zu dem Ergebnisse, daß die Temperatur der Himmelsräume etwas unter dem größten Kältegrade liege, den man in den Polargegenden beobachte. Die aktinometrischen Versuche Pouillets haben diesen später zu einem Werte von — 142° C. für die Temperatur des Weltraumes geführt, ein Ergebnis, das indessen gar keinen Wert beanspruchen kann, wie Dr. Maurer gezeigt hat[1]). Schon mit Violles Wert für die Sonnenkonstante käme man, abgesehen von den ganz ungenügenden physikalischen Grundlagen der Pouilletschen Rechnungsweise, zu einer Temperatur des Weltraumes von — 273°, mit Langleys Angaben würde sie sogar gegen — ∞ hinrücken. Alles, sagt Dr. Maurer, was nach Pouillet über die Temperatur des Weltraumes hier und da herausgerechnet worden, hält vor ernstlicher Kritik nicht stand und es ist völlig zwecklos, von einer Temperatur des Weltraumes zu sprechen.

Versuche, die Wärmestrahlung einzelner Fixsterne nachzuweisen, haben zuerst W. Huggins[2]) und etwas später Stone[3]) angestellt. Letzterer fand die Wärmestrahlung von α Bootis bei 25° Höhe über dem Horizont gleich derjenigen eines mit siedendem Wasser gefüllten Leslieschen Würfels in 360 m Entfernung, die Wärmestrahlung von α Lyrae nur $^4/_9$ so groß. Diese Werte sind nicht als einwandfrei zu betrachten, denn 1890 hat C. V. Boys mittels eines weit empfindlichern Mikroradiometers bei den nämlichen Sternen keine Spur von Wärmestrahlung entdecken können[4]). Eine weitere und sehr erhebliche Vervollkommnung dieses Instruments lieferte endlich in den Versuchen von E. F. Nichols auf der Yerkes-Sternwarte bessere Ergebnisse[5]). Den erhaltenen Zahlenwerten ist allerdings auch jetzt noch nicht allzuviel Gewicht beizulegen, jedenfalls zeigen sie aber, daß α Bootis uns nicht mehr Wärme zustrahlt (ohne Berücksichtigung der atmosphärischen Absorption) als eine Kerze aus 5 bis 6 engl. Meilen Entfernung und daß die Wärmestrahlung von α Lyrae noch erheblich (etwa um die Hälfte) geringer ist.

Astrognosie.

Bei Betrachtung des sternbesäeten Himmelsgewölbes betreten wir ein Gebiet, auf dem Jahrtausende hindurch die Phantasie der verschiedensten

[1]) Meteorolog. Zeitschrift 1890, S. 18 u. ff. — [2]) Proceed. Royal Society London 1869, Vol. 17, p. 300. — [3]) Ibid. 1870, Vol. 18, p. 159. — [4]) Ibid. 1890, Vol. 47, p. 480. — [5]) Astrophys. Journal 1899, Vol. 9, p. 360.

Völker ihre luftigen Gebilde errichtete: bald indem sie die leuchtenden Fixsterne zu bestimmten Gestalten gruppierte, bald indem sie solchen Gruppen gewisse Einflüsse auf den Makro- und Mikrokosmos beilegte. Bei allen Völkerstämmen denen es ermöglicht war, über die niedrigsten Stufen der Barbarei emporzusteigen, begegnen wir den Rudimenten einer Astrognosie, die freilich häufig mit Astrolaterie verbunden erscheint. Denn der Fixsternhimmel hat seit jeher, vielleicht mehr noch als die wechselnden Gestalten des Mondes, das Gemüt des ahnungsvoll aufblickenden Menschen mit dem Eindrucke des Erhabenen und Geheimnisvollen erfüllt.

Der Natur des Gegenstandes nach ist eine genauere Bestimmung der Zeit, wann die Fixsterne zu Bildern gruppiert und mit eigenen Namen belegt wurden, nur ausnahmsweise möglich. Soviel scheint indes sicher, daß einzelne Sterne Namen erhalten haben, ehe man sie sich als mit anderen zu Gruppen und Bildern verbunden dachte[1]).

Die Gruppierung der Sternbilder, wie wir sie heute besitzen, ist das Resultat sehr verschiedenartiger Anschauungen und Zeiten. Nur nach und nach hat sich die Himmelssphäre mit Bildern erfüllt; aber die gegenwärtigen Bezeichnungen sind keineswegs allenthalben noch die ursprünglichen. Wenn im Buche Hiob des Orion, des Wagens und der Gluckhenne (im Arabischen nach Aben Ragel: Dedschâdsche elsemâ maa benâthâ, Henne des Himmels mit ihren Küchlein) gedacht wird, so sind dies nur die modernisierten Namen und keineswegs die ursprünglichen Bezeichnungen. Den Griechen war zu Homers Zeiten das Sternbild des kleinen Bären noch nicht bekannt, erst 200 Jahre später soll Thales die kleine Bärin eingeführt haben. Nach der größern Bärin richtete schon der Achaier Odysseus seine Fahrt von Ogygia und nach der kleinern damals auch die Phöniker ihre Fahrten in den Okeanos, woher sie den Achaiern Zinn und Sonnenstein (Elektron) mit graulichen Sagen zuführten. Wenn Thales ihren verheimlichten Leitstern zuerst den Griechen empfahl, so ward doch die phönikische Bärin, wie man sie nannte, nur von wenigen benutzt. Anakreon gedenkt[2]) beider Wagen oder Bärinnen neben den wenigen Sternbildern die Homer kannte; und Euripides im Pirithous singt, wie der Bärinnen Paar mit geflügeltem Schwung hinfährt um den Pol[3]). Die kleinere Bärin, Kynosura, eigentlich Hundeschwanz, war dem Mythus zufolge Jagdhündin der Callisto, die als große Bärin oder Helike, „Dreherin", den Pol umkreist. Nach Buttmann sagte diese Bezeichnung ursprünglich nichts als die Windung, der Schnörkel, wegen des liegenden S oder der Schlangenlinie, welche die sieben Hauptsterne des großen Bären bilden, wenn man das, was wir Viereck nennen, als einen nach Norden zu offenen Halbkreis sich denkt[4]). Das größere Drehgestirn, als Bärin gedacht, hatte hinter sich den Bärenhüter, Arctophylax, als Wagen vor sich den Bootes. Arcturos scheint wie Arctophylax ursprünglich das ganze Gestirn bezeichnet zu haben, bei Hesiod ist die Bezeichnung, ob dem Sterne oder dem Bilde geltend, zweifelhaft. Martianus Capella und der Scholiast des Germanicus

[1]) Kosmos, Bd. 3, S. 97. — [2]) Od., Bd. 17, S. 8. — [3]) Voß, Komm. zum Aratos, S. 9. — [4]) Ideler, Ursp. d. Sternnamen, S. 8.

bezeichnen mit Arcturos die ganze Konstellation, aber Aratus, Eratosthenes, Geminus und Ptolemäus beschränken sie auf den hellsten Stern derselben. In den alphonsinischen Tafeln wird, dem arabisch-lateinischen Almagest folgend, das Sternbild des Bootes „Vociferans" genannt, und analog findet sich in Mahmud El-Kazwinis (aus der Mitte des 13. Jahrhunderts stammenden) Gestirnbeschreibung dafür die Bezeichnung El-auwâ, „der Schreiende". Ebendaselbst führt Arctur den Namen, Hâris-el-semâ, Hüter des Himmels, weil er nie in den Strahlen der Sonne verschwinde [1]).

Der Ursprung des Tierkreisgürtels ist nach Letronne und Ideler in Chaldäa zu suchen. Lepsius glaubt, daß die Kenntnis desselben vereinzelt vielleicht schon im siebenten Jahrhundert vor unserer Zeitrechnung zu den Griechen kam, daß sich aber die verschiedenen Bilder erst nach und nach dort einbürgerten [2]). Diese Bilder selbst, wie wir sie heute besitzen, sind gewiß griechischen Ursprungs; das beweist die ganze Einteilung und nicht minder der Umstand, daß sich noch Nachrichten über die Einführung verschiedener Zodiakalzeichen erhalten haben. Nach dem Zeugnisse des Plinius, das freilich Ideler nicht sehr beweisend scheint, soll Cleostratus aus Tenedos (in der 71. Olympiade) den Widder und den Schützen in den Zodiakus gesetzt haben. Das Sternbild der Jungfrau, bald Asträa, bald Erigone oder Dike genannt, ward vielleicht von einem Bewohner der Stadt Thespeia am Helikon an den Himmel versetzt, denn Theon meldet, daß die Jungfrau am Himmel zum Ruhme dieser Stadt aufgezählt werde. Der Skorpion ward erst durch Kallistratus (nach der 60. Olympiade) Sternbild und füllte zwei der zwölf Abteilungen aus, vielleicht in Anspielung auf die schreckhafte Größe des Skorpions, der nach der Sage den gewaltigen Jäger Orion auf Chios tötete. Das Ungeeignete dieser Anordnung, welche statt 12 nur 11 Bilder zuließ, scheint, nach Letronnes Vermutung, von Hipparch erkannt und beseitigt worden zu sein, indem er an Stelle der Scheren des Skorpions die Wage einführte. Der Scholiast des Aratus sagt: „Diese Scheren heißen bei den Astronomen die Wage, entweder weil sie einer solchen gleichen, oder weil sie sich zu den Füßen der Jungfrau befinden; denn diese ist die Göttin der Gerechtigkeit (*Δίκη*), der die Wage als Symbol zugesellt ist." Ideler hält das Bild der Wage für ein uraltes, höchst wahrscheinlich aus dem Orient gekommenes Symbol der Gleichheit von Tag und Nacht. Buttmann glaubt, und Ideler stimmt ihm hierin bei, daß die *χηλαί* ursprünglich die beiden Schalen der Wage bedeutet hätten und später durch ein Mißverständnis in die Scheren des Skorpions umgewandelt wurden [3]).

Im Kalender des Geminus wird Kalippus als der Erste genannt, der mit dem Krebs die Sommerwende, mit dem Steinbock die Winterwende bezeichnete.

Die Reihenfolge der Zodiakalzeichen begann Eudoxus mit dem Widder des Frühlingsäquinoktiums, Aratus dagegen beginnt seine poetische Beschreibung des Tierkreises mit dem Krebs, weil Meton, dessen Kalender im

---

[1]) Ideler, Urspr. d. Sternnamen, S. 46. — [2]) Lepsius, Chronologie d. Ägypter, 1849, S. 65, 124. — [3]) Kosmos, Bd. 3, S. 198.

häuslichen Gebrauche vorwaltete, sein astronomisches Jahr von der Sonnenwende im Krebs anfing [1]).

Bezüglich der berühmten Sphäre von Denderah, der man in einer wenig kritischen Zeit ein ungeheures Alter zuschrieb, kommt Karl Riel [2]) zu dem Ergebnisse, daß sie erst zu alexandrinischer Zeit und auf Grund alexandrinischer Wissenschaft entstanden ist. Mit überzeugenden Gründen weist er nach, daß auf der astronomischen Darstellung im Grabe Setis die mittlere Gruppe als Embryo des Tierkreises zu betrachten ist „und so bringt uns die Vergleichung dieser Anfänge mit der vollendeten Gestalt der nach der Polarprojektion entworfenen, astronomisch richtig eingetragenen Sphäre von Denderah, den Riesenfortschritt der Wissenschaft zur Anschauung, der sich inzwischen durch griechischen Genius auf ägyptischem Boden in der Weltstadt Alexandrien vollzogen hatte. Zwischen diesen beiden Zeitabschnitten liegt die Bildungsgeschichte des Tierkreises".

In der versifizierten, geistlosen, in den Thatsachen von Eudoxus entlehnten Gestirnbeschreibung des Aratus, der um 270 v. Chr. am Hofe des Antigonus Gonatus von Macedonien lebte, kommen folgende Sternbilder der Reihe nach vor: Die beiden Bären, der Drache, der Knieende (Herkules), die Krone, der Schlangenträger, die Schlange, der Skorpion, die Skorpionsscheren, der Bärenhüter, die Jungfrau, die Zwillinge, der Krebs, der Löwe, der Fuhrmann, der Stier, die Hyaden, der Cepheus, die Cassiopeia, die Andromeda, das Pferd (Pegasus), der Widder, die Triangel, die Fische, der Perseus, die Plejaden, die Leyer, der Vogel (Schwan), der Wassermann, der Steinbock, der Schütze, der Pfeil, der Adler, der Delphin, der Orion, der Hund, der Hase, die Argo, der Walfisch, der Fluß (Eridanus), der südliche Fisch, das Wasser oder der Guß des Wassermanns, der Altar, der Centaur, das Tier (der Wolf), die Wasserschlange, der Becher, der Rabe.

Die Abweichungen dieser Bilder von den gegenwärtig geltenden sind nur gering. Noch geringer sind dieselben in den Katasterismen des Eratosthenes; hier findet sich zuerst der Name des Schwans und das Sternbild, welchem Callimachus den Namen Haupthaar der Berenice gab, der Gemahlin von Philadelphus Euergetes, unter welchem Eratosthenes Vorsteher der Bibliothek des Alexandrinischen Museums war.

Die Fixsterntafel des Almagest enthält 48 Sternbilder, welche wir noch jetzt die alten nennen, 21 davon sind nördliche, 15 südliche und 12 Ekliptikalbilder. Diese Bilder schließen nicht allenthalben unmittelbar aneinander an, sondern es bleiben Zwischenräume und Sterne in diesen, welche unförmliche genannt werden. Der Almagest hat nur wenige Eigennamen von einzelnen Sternen und Sterngruppen, nämlich folgende: Arctur, die Leyer, die Ziege, die Böckchen, der Adler, die Hyaden, die Plejaden, die Esel, Regulus (*Βασιλίσκος*), Vindemiatrix (*Προτρυγητής*), die Kornähre, Antares, der Hund, Canopus und Procyon. Die 48 Bilder des Almagest sind folgende:

---

[1]) Voß, Komm. zum Aratos, S. 97, 135. — [2]) Das Sonnen- und Siriusjahr der Rameſſiden 1875.

a) Die nördlichen:

Der kleine Bär, der große Bär, der Drache, Cepheus, Bootes, die nördliche Krone, Herkules, die Leyer, der Schwan, Cassiopeia, Perseus, der Fuhrmann, der Schlangenträger, die Schlange, der Pfeil, der Adler, der Delphin, das kleine Pferd, Pegasus, Andromeda, das nördliche Dreieck.

b) Die Ekliptikalbilder:

Widder, Stier, Zwillinge, Krebs, Löwe, Jungfrau, Wage, Skorpion, Schütze, Steinbock, Wassermann, Fische.

c) Die südlichen:

Der Walfisch, Orion, Fluß Eridanus, Hase, großer Hund, der kleine (oder vorangehende) Hund, Schiff Argo, weibliche Wasserschlange, Becher, Rabe, Altar, Centaur, Wolf, südliche Krone, südlicher Fisch.

Die Zwischenräume und Lücken zwischen den alten Sternbildern und die Regionen um den Südpol des Himmels haben später, im Laufe der Jahrtausende, dazu gedient, die ursprüngliche Zahl der Sternbilder nach und nach fast bis auf das Dreifache zu vermehren. Obgleich Ptolemäus neben dem Haupthaare der Berenice auch das Sternbild des Antinous kannte und dasselbe gelegentlich erwähnte, so hat dennoch erst 1603 Tycho beide in seine Progymnasmata aufgenommen und dadurch wirklich eingeführt.

Bayer in seiner Uranometria führt 1603 noch folgende Bilder auf:

Phönix, Tucan, männliche Wasserschlange, Taube, Schwertfisch oder Xiphias, fliegender Fisch, südliches Kreuz, Chamäleon, Biene, südlicher Triangel, Paradiesvogel, Pfau, Indianer, Kranich.

Es ist heute nicht mehr mit Sicherheit zu entscheiden, wer die einzelnen dieser Bilder eingeführt hat. Des südlichen Kreuzes wird zuerst 1515 in einem Briefe des Florentiners Andrea Corsali gedacht. Er erwähnt die weißen Wolken, welche bald steigend, bald sinkend, sich in kreisförmiger Bahn um den Südpol bewegen, und fährt dann fort: „Über diesen Wölkchen erscheint ein wunderbares Kreuz ... von solcher Schönheit, daß es meines Erachtens mit keinem andern Gestirn des Himmels verglichen werden kann. Irre ich nicht, so ist dies eben das Kreuz, dessen Dante in prophetischem Geiste gedenkt."

In dem 1624 erschienenen Planisphärium von Jakob Bartsch[1]), dem Schwiegersohne Keplers, sind folgende neue Sternbilder enthalten:

Die Giraffe, die Fliege, das Einhorn, der Tigris, der Jordan, der Hahn und der Rhombus.

Übrigens hat Bartsch diese Bilder wohl schon vorgefunden und nahm sie der Vollständigkeit halber mit auf. Daß zur damaligen Zeit auch noch manche andere Sternbilder im Volksmunde waren, geht aus einer Bemerkung Idelers hervor, der in einem alten astrologischen Buche, das 1564 unter dem Titel: „HimmelsLauffs Wirkung und natürliche Influenz der Planeten 2c." erschien, die Sternbilder „der Reper" und „der Fan", nach der Abbildung ein Bohrer und eine Fahne, aufgeführt fand.

---

[1]) Usus astronomicus planisphaerii stellati. Strassburg.

Die Sternbilder Jordan und Tigris sind schon von Hevel gestrichen worden, in dessen 1690 erschienenem Prodromus Astronomiae folgende neue Bilder vorkommen:

Die Jagdhunde Asterion und Chara, der Berg Mänalus, der Cerberus, der Fuchs mit der Gans, die Eidechse, der Luchs, der Sobieskische Schild, der kleine Löwe, der kleine Triangel, der Sextant.

Diese Sternbilder haben sich zum Teil erhalten, während die von Augustin Royer 1679 adoptierten Konstellationen der Lilie und des Scepters und der Hand der Justiz, kriechender Schmeichelei gegen Ludwig XIV. entsprungen, mit dieser verschwunden sind.

Die von Halley eingeführten Sternbilder Karls Eiche und Herz Karls II. bezeugen nur die Schwäche eines bedeutenden Mannes, ähnlich wie die folgenden von La Caille um die Mitte des 18. Jahrhunderts am südlichen Himmel eingeführten Bilder nur den schwächsten Teil seines 1763 erschienenen Coelum australe stelliferum bilden:

Die Bildhauerwerkstatt, der chemische Ofen, die Pendeluhr, das rhomboidische Netz, der Grabstichel, die Malerstaffelei, der Schiffskompaß, die Luftpumpe, der Oktant, der Zirkel, das Winkelmaß und Lineal, das Teleskop, das Mikroskop, der Tafelberg.

In Flamsteeds, von Fortin 1776 französisch herausgegebenem Himmelsatlas findet man das Sternbild des Rentiers, von Lemonnier zum Gedächtnis der lappländischen Gradmessung eingesetzt. Derselbe französische Astronom versuchte der peruanischen Gradmessung in dem Einsiedlervogel (wenig passend) ein Denkmal zu setzen.

In Bodes „Vorstellung der Gestirne ꝛc. 1782" findet sich das schon 1688 von Gottfried Kirch vorgeschlagene Brandenburgische Scepter, ferner der (1777 von Poczobut in Wilna projektierte) Poniatowskische Stier. Das Sternbild Friedrichs Ehre ist 1787 von Bode erdacht und im Astron. Jahrbuche für 1790 näher beschrieben worden.

Lalande hat 1775 den Erntehüter, Messier, als neues Sternbild eingeführt, um Messiers Verdienste zu ehren, ebenso 1795 den Mauerquadranten, um das Andenken an das Instrument zu erhalten, mit dem sein Neffe den Grund zum ersten großen Fixsternkataloge legte. Im Jahre 1798 schlug Lalande das Sternbild des Luftballs vor und ließ schließlich auch ein Sternbild der Katze auf die von ihm (und Mechain) veranstaltete Ausgabe des Flamsteedschen Atlasses stechen. Die Sternbilder Georgsharfe und Herschels Teleskop wurden 1789 von Hell vorgeschlagen, während Buchdruckerwerkstatt und Elektrisiermaschine von Bode eingeführt worden sind.

Im Jahre 1841 hat Sir John Herschel in einer eigenen Abhandlung die Gründe für eine Abänderung der Begrenzungen und Nomenklatur der Sternbilder, besonders des Südhimmels entwickelt. Später ist er von diesem Projekte, das die Verwirrung nur noch steigern würde, abgekommen. Mit Recht klagte dagegen Olbers über das Unpassende der neueren Sternbilder [1]) und bemerkte unter anderm, daß, „um für Friedrichs Ehre am Himmel Raum

[1]) Schumachers Jahrbuch 1840, S. 238.

zu geben, die Andromeda ihren rechten Arm an eine andere Stelle legen müßte, als derselbe seit 3000 Jahren eingenommen".

Der neuesten Zeit blieb es vorbehalten, bezüglich der Sternbilder definitive Entscheidungen treffen zu können. Die deutsche astronomische Gesellschaft hat sich dahin erklärt, nur diejenigen Sternbilder anzuerkennen, welche in Argelanders neuer Uranometrie aufgenommen sind. Eine anmutige Belebung des nächtlichen Himmelsgewölbes bietet die willkürliche und vielfach unzweckmäßige Einteilung desselben in Konstellationen in keiner Weise. Wenn jene Belebung überhaupt durch Benennungen hervorgerufen werden kann, so knüpft sie sich gewiß mehr an die Hervorhebung und Namensbezeichnung der hellsten Sterne, unter denen z. B. der Name Sirius eine ganze Flut historischer und astronomischer Erinnerungen ins Gedächtnis zurückruft, während das Sternbild des großen Hundes als solches keine Bedeutung beanspruchen kann.

Die scheinbaren Helligkeitsverhältnisse der Fixsterne.

1. Größenschätzungen. Der älteste auf uns gekommene Fixstern-Katalog im Almagest des Ptolemäus ist gleichzeitig das älteste Helligkeitsverzeichnis. In demselben werden 1028 dem bloßen Auge sichtbare Fixsterne in sechs Helligkeitsklassen oder Größen unterschieden und bei einer Anzahl (154) derselben wird durch die beigefügten Buchstaben μ oder ε noch angedeutet, ob der Stern heller oder schwächer als die volle Größenklasse ist. Von wem diese Helligkeitsschätzungen herrühren, ist unbekannt, sie entsprechen wahrscheinlich dem Anfang unserer Zeitrechnung; auch sind die Lichtunterschiede zwischen den einzelnen Klassen ungleich, am größten bei den hellen Sternen. Nach E. Pickerings Vergleichungen [1]) beträgt der wahrscheinliche Fehler einer Helligkeitsangabe dieses Verzeichnisses etwa 0,3 Größenklasse. Der persische Astronom Abd-al-Rhaman Al-Sûfi, in der Mitte des 10. Jahrhunderts, hat das Werk des Ptolemäus wieder aufgenommen und ein Helligkeitsverzeichnis von 1145 Objekten zusammengebracht [2]), in welchem der wahrscheinliche Fehler der Größenangaben nach Pickering 0,24 Größenklasse beträgt. Größenordnungen bei den teleskopischen Sternen unterschied schon Galilei unmittelbar nach Erfindung seines Fernrohres [3]). Erst Flamsteeds Historia coelestis Britannica (1725) brachte indessen einen nennenswerten Zuwachs an Helligkeitsangaben, indem sich diese auf 2913 Sterne erstrecken, aber an Genauigkeit vieles zu wünschen übrig lassen. Weit gründlicher sind die Helligkeitsschätzungen W. Herschels, wie Pickering gezeigt hat (wahrscheinlicher Fehler einer Helligkeitsangabe 0,15 Größenklasse), doch sind sie nicht sämtlich veröffentlicht worden und harren noch einer endgültigen Bearbeitung. Auch photometrische Messungen hat W. Herschel ausgeführt, indem er an zwei gleich großen Spiegelteleskopen die Öffnung des einen solange ver-

[1]) Ann. of the Astr. Obs. of the Harvard Col. Obs., Vol. 14, Part. 2, p. 329. — [2]) Schjellerup, Description des étoiles fixes d'Abd-al-Rhaman Al-Sûfi. Petersburg 1874. — [3]) Galilei, Opere, Milano 1808, Tom. 4, p. 330.

kleinerte, bis die zu untersuchenden Sterne gleich hell erschienen, und er aus dem Verhältnis der Spiegelflächen auf das Intensitätsverhältnis schloß [1]). Später hat J. Herschel am Kap Helligkeitsschätzungen südlicher Sterne und photometrische Bestimmungen der Lichtquantitäten mittels des Astrometers ausgeführt und einen Katalog von Sterngrößen nach der photometrischen Skala hergestellt, dessen Angaben vielfach als normale galten [2]). Wenn man diese photometrische Größe eines Sterns quadriert, so hat man das umgekehrte Verhältnis seiner Lichtmenge zu α Centauri. Argelander gab in seiner Uranometria nova (1843) ein Verzeichnis der Größen von 3256 im mittlern Europa mit bloßem Auge sichtbaren Sternen nach eigenen Beobachtungen mit freiem Auge. Die schwächsten Sterne sind 6. Größe und es werden Unterabteilungen festgehalten, je nachdem der Stern näher der einen oder der andern Größenklasse zu stehen scheint. Eine ähnliche, aber völlig selbständige Arbeit lieferte Heis in seinem Atlas coelestis novus (1872), die sich bis zu den Sternen 6. bis 7. Größe erstreckt, im ganzen 5421 Objekte umfassend. Beide Helligkeitsverzeichnisse sind nicht in allen Größenklassen homogen, obgleich Heis 52 Normalsterne auswählte, dieselben sehr häufig beobachtete und die übrigen Bestimmungen auf diese bezog [3]). Den nämlichen Grundsatz befolgte Gould in seiner wichtigen Arbeit Uranometria Argentina (1879), welche die Sterne des südlichen Himmels (und den Gürtel bis 10° n. Dekl.) bis zur 7. Größe einschließlich enthält und 7756 Objekte umfaßt, deren Größen bis auf 0,1 angegeben werden. Mit Ausdehnung der Größenschätzungen auf die teleskopischen Sterne wächst naturgemäß die Unsicherheit der Angaben und so finden wir, daß W. Struve Sterne zur 12. Größenklasse rechnet, welche bei J. Herschel in die 20. gehören. Diese Schätzungen beziehen sich ausnahmslos auf die Komponenten von Doppel- und mehrfachen Sternen. Die von Argelander in der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 9,5 gewählte Größenskala kommt der Struveschen nahezu gleich. Das nämliche gilt von der Durchmusterung des südlichen Himmels auf der Sternwarte zu Cordoba, so daß nach deren Vollendung Helligkeitsschätzungen über fast eine Million Sterne vorliegen, die nach G. Müllers Urteil [4]) auf lange Zeit hinaus das Fundament für alle Spekulationen bilden werden, die sich an die Helligkeit der Sterne knüpfen können. Indessen sind, wie besonders die Untersuchungen von Prof. Seeliger gezeigt haben, die Größenschätzungen der Bonner Durchmusterung, besonders in den helleren Klassen, mit erheblichen systematischen Fehlern behaftet und für genauere Untersuchungen, etwa über Sternverteilung, nicht ohne weiteres verwendbar [5]).

2. Photometrische Messungen. Abgesehen von J. Herschels Versuchen beginnen eigentliche Messungen der Lichtmengen der Fixsterne erst mit L. Seidel [6]), der 1844 bis 1846 diese Werte für die Sterne 1. Größe ermittelte und später ein Verzeichnis von 206 photometrisch gemessenen Fix-

[1]) Philos. Transact., Vol. 107, p. 302. — [2]) Results of the obs. at the Cape, London, p. 369. — [3]) Heis, De Magnitudine numeroque stellarum. — [4]) Photometrie der Gestirne, S. 438. — [5]) Sitzungsber. d. math.-phys. Kl. d. Königl. Bayr. Akad. 1899, Bd. 29, Heft 3, S. 363 ff. — [6]) Abhandlungen d. Königl. Bayr. Akad. d. Wissensch., II. Klasse, Bd. 9, S. 421 u. ff.

sternen (1. bis 5. Größe) gab, welche auf Wega als Normalstern bezogen sind. Ein ähnliches Verzeichnis auf Grund eigener Messungen veröffentlichte Zöllner[1]), es umfaßt 200 Sterne, die jedoch nur gruppenweise aufeinander bezogen sind, und das erst von Dorst[2]) zu einem einheitlichen Kataloge umgearbeitet worden ist. Weit umfassendere Beobachtungen mit dem Zöllnerschen Photometer hat Wolff[3]) angestellt und im ganzen die Lichtmengen von mehr als 1100 Sternen gemessen. Alle diese Arbeiten wurden aber überholt durch die umfangreichen Beobachtungen, welche auf den Observatorien zu Cambridge (Mass.), Oxford und Potsdam angestellt worden sind und die als die Ausgangspunkte einer neuen Ära in der Fixsternphotometrie betrachtet werden müssen. „Pickering", sagt Dr. G. Müller[4]), „gebührt das große Verdienst, zuerst eine planmäßige Durchmusterung des Fixsternhimmels begonnen und diejenige Bezeichnungsweise für die Helligkeiten der Sterne eingeführt zu haben, welche nunmehr hoffentlich definitiv in der Astronomie Geltung behalten wird. In seinem unter dem Namen „Harvard Photometry" bekannten Kataloge[5]) sind die Helligkeiten von 4260 Sternen, abgeleitet aus Messungen mit dem Meridianphotometer, enthalten, mit einer Genauigkeit, die zwar noch nicht das Äußerste repräsentiert was bei Anwendung von instrumentellen Hülfsmitteln erreicht werden kann, die aber doch alle aus bloßen Schätzungen erhaltenen Resultate weit überflügelt. Die Harvard Photometry umfaßt alle Sterne bis zur 6. Größe und noch eine große Anzahl schwächerer zwischen dem Nordpol und etwa 30° südlicher Deklination. Die Intensitäten sind, entsprechend dem Principe des benutzten Instruments, beim Meridiandurchgange der Sterne durch Vergleich mit dem Polarstern abgeleitet."

Außer der Harvard Photometry ist noch ein zweiter, weit umfangreicherer Helligkeitskatalog von Pickering veröffentlicht worden, welcher gewöhnlich unter dem Namen „Photometric Revision of the Durchmusterung" bekannt ist[6]). Dieser umfaßt kein zusammenhängendes Gebiet am Himmel, sondern enthält in kleinen, meist nur 20′ breiten Streifen, deren Mitten in Deklination um je 5° voneinander entfernt sind, die sämtlichen Sterne der beiden Bonner Durchmusterungen bis zur Größe 9,0 und außerdem eine beträchtliche Zahl von schwächeren Sternen, im ganzen nahe an 17000 Objekte.

Im Jahre 1885 erschien die „Uranometria nova Oxoniensis" von Pritchard[7]), welche die Helligkeiten aller mit bloßem Auge sichtbaren Sterne zwischen dem Nordpole und — 10° Deklination enthält, im ganzen von 2784 Objekten. Die Arbeit ist im wesentlichen als eine Wiederholung des Pickeringschen Werkes anzusehen, sie hat aber neben demselben deshalb eine durchaus selbständige Bedeutung, weil die Beobachtungen nach einem ganz andern photometrischen Princip, nämlich mit Hülfe des Keilphotometers ausgeführt sind. Pritchard hat dieselbe Größenskala wie Pickering angewendet und ebenso wie dieser sämtliche Sterne mit dem Polarsterne verglichen[8]).

---

[1]) Grundzüge einer allgemeinen Photometrie des Himmels, Berlin 1861. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2822, 2823. — [3]) Photometr. Beob. an Fixsternen, Leipzig 1877, Berlin 1884. — [4]) Photometrie d. Gestirne, S. 446. — [5]) Ann. Harvard Coll. Obs., Vol. 14. — [6]) Ann. Harv. Obs. (1890), Vol. 24. — [7]) Astr. Obs. made at the Un. Obs. Oxford, Nr. 2. — [8]) Müller, a. a. O., S. 450.

Die genauesten Helligkeitsmessungen, die wir gegenwärtig besitzen, sind aber in der Potsdamer „Photometrischen Durchmusterung" enthalten, einem Werke, welches alle Sterne der Bonner Durchmusterung bis einschließlich Größe 7,5 am nördlichen Himmel umfassen und einen Katalog von mehr als 14000 Objekten bilden wird[1]). Die Messungen sind von Kempf und Müller mit Benutzung von Zöllnerschen Photometern ausgeführt, und jeder Stern an zwei Abenden, alle diejenigen, bei denen die Bestimmungen der beiden Beobachter um mehrmals 0,3 Größenklasse voneinander abwichen, an vier Abenden gemessen worden. Das Beobachtungsverfahren ist wesentlich von dem Pickeringschen und Pritchardschen verschieden, und gerade der Anwendung dieses Verfahrens dürfte wohl in erster Linie die befriedigende Genauigkeit der Resultate zuzuschreiben sein. Statt eines einzigen Vergleichsterns ist ein System von 144 Hauptsternen ausgewählt worden, welche bei drei verschiedenen Deklinationen (10°, 30° und 60°) je in durchschnittlichen Intervallen von 30 Zeitminuten aufeinander folgen. Die Hauptsterne, welche das eigentliche Fundament des ganzen Katalogs bilden, sind durch mannigfache Kreuzverbindungen aneinander angeschlossen und so oft beobachtet worden, daß die Ungenauigkeit der abgeleiteten Endwerte schwerlich mehr als wenige Hundertstel Größenklasse betragen kann.

Für den südlichen Himmel hat S. J. Bailey im Auftrage der Harvard-Sternwarte mittels des Meridianphotometers einen Helligkeitskatalog von 7922 Sternen hergestellt[2]). Die Genauigkeit der Resultate übertrifft nach G. Müllers Urteil nicht diejenige der Cambridger Messungen.

Das Verhältnis zwischen den Größenschätzungen und den photometrischen Messungen der Fixsterne hat eine praktische Bedeutung nur für die Sterne unterhalb der 7. Größenklasse, da ziemlich für alle helleren der nördlichen Hemisphäre genaue Messungen vorliegen, auch läßt sich ein solches für die Sterne 1. Größe kaum aufstellen, weil in dieser Helligkeitsklasse Objekte zusammengefaßt sind, die photometrisch um mehr als 2,5 Größen auseinanderliegen. Für den Logarithmus ϱ des Helligkeitverhältnisses zweier aufeinanderfolgender Argelanderschen Größenklassen ergiebt die Potsdamer Durchmusterung[3]) aus den Sternen 2. bis 6. Größe den Wert 0,329, die Harvard-Photometrie 0,356, die Uranometria Oxoniensis 0,385. Aus allen Sternen 6. bis 9. Größe findet Rosén[4]) $\varrho = 0{,}380$, Lindemann[5]) 0,402. Der Wert $\varrho = 0{,}400$ würde das Helligkeitsverhältnis zweier aufeinanderfolgender Größenklassen sehr nahe $= 2{,}5$ ergeben und Pogson hat[6]) vorgeschlagen, diese runde Verhältniszahl ein für allemal zu benutzen, ein Vorschlag, dem, für die Sterne von 6. Größe ab, Müller durchaus beistimmt, so daß für die teleskopischen Fixsterne von der lichtschwächern Größe ausgehend $\varrho = 0{,}400$ gegenwärtig allgemein anzunehmen ist.

---

[1]) Publikationen des Astrophys. Obs. zu Potsdam, Nr. 31 (0° bis +20° Dekl.), Nr. 43 (+20° bis +40° Dekl.). — [2]) Ann. Harv. Coll. Obs., Vol. 34. — [3]) Müller, Photometrie d. Gestirne, S. 457. — [4]) Studien u. Messungen am Zöllnerschen Astrophot. 1869. — [5]) Supplément II aux Obs. de Pulkowa 1889; Astr. Nachr., Nr. 2816. — [6]) Astr. Obs. at the Radcliffe Observatory Oxford, Vol. 15, p. 296 ff.

L. Seidel hat auf Grund seiner Messungen an Sternen bis zur Größenklasse 3,5 die Frage beantwortet, wie viel Licht auf unserer Hemisphäre allen Sternen einer einzelnen unter den hellsten Klassen vereinigt angehört. Indem Wega die Lichteinheit bildet, erhält er für die nördlichen Sterne folgende Werte:

2	Sterne	2·1.	Größe	(nach Argelander)	gesamte	Lichtmenge	0,567
18	„	2.	„	„	„	„	2,68
14	„	2·3.	„	„	„	„	1,25
10	„	3·2.	„	„	„	„	0,646
36	„	3.	„	„	„	„	1,72
47	„	3·4.	„	„	„	„	1,50
Zus. 127	Sterne	2·1. bis 3·4.	Größe	mit der	Lichtmenge		8,36

Diesen gegenüber stehen 9 Sterne 1. bis 1·2. Größe am nördlichen Himmel mit der Gesamtlichtmenge 5,08. Alle nördlichen Sterne, die bei Argelander oberhalb der Mitte zwischen Größe 3 und Größe 4 gesetzt sind, haben also vereinigt ungefähr 13,44 mal so viel Licht als Wega allein, oder wenig mehr als das dreifache Licht vom Sirius allein. Von dieser Gesamtmenge kommen nahe $^2/_5$ auf die 9 Sterne 1. bis 1·2. Größe und ungefähr 0,38 des Ganzen gehören den 107 Sternen an, welche die 2. Größe nicht erreichen. Die hier betrachteten nördlichen Sterne alle vereinigt, haben endlich etwas mehr als anderthalbmal so viel Licht als Jupiter in mittlerer Opposition oder ungefähr den dritten Teil des Lichtes der Venus in ihrem mittlern größten Glanze.

3. Helligkeitsbestimmungen aus photographischen Aufnahmen der Fixsterne gehören natürlich der jüngsten Zeit an und haben den unbestreitbaren Vorzug, daß nach dieser Methode in sehr kurzer Zeit eine beträchtliche Zahl von Sternen aufgenommen werden kann, deren Helligkeit später durch Messung der Größen der photographischen Sternscheibchen sich ermitteln läßt. Scheiner hat 1889 zuerst Untersuchungen über die Beziehungen zwischen den Durchmessern der photographischen Sternscheibchen und den optisch bestimmten Sterngrößen angestellt [1]) und gefunden, daß innerhalb eines Intervalles von 4 bis 6 Größenklassen die Durchmesser durch eine äußerst einfache lineare Beziehung mit den Sterngrößen in Verbindung stehen, nämlich durch die Formel $m = a + bD$, wo a und b Konstanten, m die Größenklasse und D den Durchmesser des photographischen Sternscheibchens bezeichnen. Später hat Charlier [2]) auf Grund von eigenen Aufnahmen der Plejadensterne eine eingehende Untersuchung über die photographischen Sterngrößen angestellt und ist zu einer Formel gelangt, die Trépied und Pritchard bestätigen, doch kann es sich, wie Scheiner hervorhebt [3]), immer nur um Interpolationsformeln handeln, denen eine physikalische Bedeutung nicht beizulegen ist. Die genaue Ausmessung der Durchmesser der photographischen Sternscheibchen ist übrigens

[1]) Bull. du comité permanent pour l'execution photogr. de la carte du ciel I, p. 227. — [2]) Publ. der Astron. Gesellschaft, Nr. 19. — [3]) Scheiner, Photographie d. Gestirne, S. 217.

sehr schwierig. K. Schwarzschild hat neuerdings gefunden [1]), daß eine beträchtliche Erhöhung dieser Genauigkeit erreichbar ist, wenn die Sterne nicht im Brennpunkte des Fernrohres, sondern etwas außerhalb desselben aufgenommen werden, ebenso hat er eine gewisse Gesetzmäßigkeit im Verhalten der Bromsilbergelatine gefunden, so daß ihre Verwendung zu exakten Lichtmessungen sehr günstige Aussichten eröffnet. Eine besondere Schwierigkeit erwächst bei den photographischen Größenbestimmungen der Sterne aus dem Umstande, daß die photographischen Intensitäten keineswegs den optischen immer unmittelbar äquivalent sind, indem die verschiedenartige Zusammensetzung des Fixsternlichtes eine direkte Vergleichung der photographischen und optischen Helligkeiten für alle Sterne verbietet. Nur die (weißen) Sterne des ersten Spektraltypus können als Verbindungsglieder benutzt werden und nach G. Müller kann man annehmen, daß ein Stern des III. Typus photographisch um 2,5 Größenklassen schwächer gemessen wird als optisch [2]).

Die Farben der Fixsterne.

Während die photometrischen Untersuchungen des Fixsternhimmels in der neuesten Zeit den Charakter wahrhaft wissenschaftlicher Arbeiten gewonnen haben, befinden sich die Forschungen über die Farben der Fixsterne auch heute noch durchaus in der Kindheit. Zwar hat Zöllner sein Photometer auch mit einem Kolorimeter verbunden, aber Untersuchungen über die Färbungen der Fixsterne, welche sicherlich vom höchsten Interesse sein würden, sind bisher nur vereinzelt angestellt worden.

Vor Erfindung des teleskopischen Sehens waren nur wenige farbige Sterne bekannt, und zwar nur solche von roter Färbung. Ptolemäus nennt Arctur, Aldebaran, Pollux, Antares, Beteigeuze und Sirius feuerrötlich; Sufi außerdem α Hydrae. Mit Ausnahme des Sirius sind diese Sterne auch heute noch rot; aber nach der sorgfältigen Untersuchung der hauptsächlichsten Stellen, in denen die Alten den Sirius erwähnen, kommt Schiaparelli zu dem Schlusse [3]), daß auch die Farbe des Sirius höchst wahrscheinlich im Altertum die gleiche war, wie sie heute ist. Wie wenig aufmerksam die alten Beobachter auf viele Erscheinungen am Sternenhimmel gewesen sind, beweist der Umstand, daß manche rote Sterne der helleren Größenklassen, deren Färbung, wie z. B. bei α Ursae majoris, dem bloßen Auge deutlich erkennbar ist, von ihnen nicht als rot erkannt wurden. Mit der Anwendung des teleskopischen Sehens wuchs die Zahl der farbigen Sterne nach und nach an und schon 1686 gedachte Mariotte gewisser Sterne von blauer Farbe. In seinem Buche Traité des couleurs sagt er: „Es giebt Sterne, die viel Rot enthalten, z. B. Aldebaran und Antares; es giebt auch gelbe und blaue. Die rot oder gelb scheinenden Sterne müssen ein sehr helles Licht besitzen, dessen Lebhaftigkeit durch irgend welche Ausdünstungen in ihrer

[1]) Publ. der v. Kuffnerschen Sternwarte in Wien 1900, Bd. 5. — [2]) Photom. d. Gestirne, S. 506. — [3]) Atti dell' R. Ac. di Science, Ser. 3, Vol. 2, Fasc. 2, Rovereto 1896.

Umgebung geschwächt wird; die bläulich scheinenden haben nur ein schwaches Licht, aber rein und frei von Dünsten."

Die merkwürdigsten Färbungen und Farbenkontraste zeigen die Doppelsterne, worauf schon der ältere Herschel aufmerksam machte. Genauere Untersuchungen hierüber verdankt die Wissenschaft aber Fr. W. Struve[1]).

Es ergiebt sich daraus, daß bei den meisten Doppelsternen die Farben gleich sind, daß ferner bei den gleichfarbigen Sternen Weiß vorherrscht, dann Gelb und am seltensten Blau vorkommt. Struves Zusammenstellungen lassen erkennen, daß die Anzahl der Sterne mit Farben, welche gegen das rote Ende des Spektrums hin liegen (nämlich 118), beträchtlicher ist, als die derjenigen (63), welche eine gegen das blaue Ende des Spektrums hinneigende Farbe zeigen. Vielleicht erklärt sich, wie Struve glaubt[2]), diese Thatsache zum Teil dadurch, daß die blaue Farbe schwieriger aufzufassen ist.

Daß die Verschiedenheit der Färbungen bei den zwei Komponenten eines Doppelsternpaares keineswegs in subjektiven Ursachen begründet ist und in das Gebiet der Kontrastfarben gehört, beweist am sichersten die Thatsache, daß die Färbung jedes der beiden Sterne unverändert bleibt, wenn der andere Stern aus dem Gesichtsfelde des Fernrohres gebracht wird. Struve bemerkte[3]), daß die Kraft des Dorpater Refraktors zur Farbenunterscheidung bei verschiedenen Vergrößerungen eine verschiedene sei. Es fand sich, daß die mittleren Vergrößerungen in dieser Hinsicht als die geeignetsten erschienen. Die Beurteilungen der Färbung der Doppelsterne geschahen meist bei 380- bis 480maliger Vergrößerung. Bei den stärksten Vergrößerungen, von 600- bis 1000mal, neigten die Sternfarben, nach Struves Bemerkung, gegen Gelb, was vielleicht einer Wirkung des Okulars zuzuschreiben ist.

Die Vergleichung der Angaben W. Herschels mit denjenigen Struves, die beide um einen Zeitraum von etwa 40 Jahren auseinander liegen, hat im allgemeinen bezüglich der Farben der Doppelsterne eine merkwürdige Übereinstimmung ergeben. Unter 98 Doppelsternpaaren sind nur bei 2 die beiderseitigen Angaben absolut unvereinbar. Diese zwei Beispiele bieten γ Leonis und γ Delphini, zwei Doppelsterne, die von Herschel als weiß bezeichnet wurden, während Struve den einen Stern in beiden Paaren goldgelb, den andern im erstern Falle rotgrün, bei γ Delphini aber grünblau findet.

Sestini hat[4]) an dem 6zölligen Refraktor der Sternwarte des Collegium Romanum in Rom um 1845 eine Vergleichung der Angaben, welche W. Herschel[5]) über die Farben von Doppelsternen macht, mit eigenen Beobachtungen angestellt. Folgende Doppelsterne fand er bezüglich der Farben nicht übereinstimmend mit Herschels Angaben:

β Cygni. Nach Herschel: Hauptstern blaßrot, Satellit blau, nach Sestini ist der Centralstern Orange ins Goldgelbe, der Begleiter lichtblau. μ Cygni, nach W. Herschel: Hauptstern weiß, Begleiter lichtblau, nach Sestini sind beide gelb, aber der Satellit tiefer. δ Bootis, nach John

---

[1]) Vergl. d. Einleitung zu d. Mens. micr. — [2]) Mens. micr., p. 83. — [3]) Ibid., p. 76. — [4]) Memoria supra i colori delle stelle del catalogo di Baily. Roma 1845—1847. — [5]) Phil. Transact. 1782—1785.

Herschel: Hauptstern weiß, Begleiter blau; Sestini fand den Hauptstern goldgelb, den Trabanten lichtblau, vielleicht mit gelblichem Anfluge.

W. Struve giebt für diese Sterne folgende Färbungen:

β Cygni . .	Hauptstern weiß,	Begleiter	bläulichweiß
μ „ . .	„	„	bläulich
δ Bootis . .	„ gelb,	„	weiß

Die mangelhafte Übereinstimmung der Beobachter bezüglich der Färbung dieser Sterne verbietet jeden sichern Schluß. Merkwürdig bleibt dagegen die von Goldschmidt 1857 behauptete Farbenänderung von σ Persei. Dieser Stern erschien dem bekannten Planetoiden-Entdecker, dessen Malerauge für Farbenschätzungen besonders geübt war: 1854 am 23. September schön rosarot, 1855 am 18. Juli gelblich, am 2. August wieder rot. Fernere Beobachtungen ergaben für die Farbe des Sterns: 1856 am 1. Juli weiß, am 8. Juli intensiv gelb, am 30. Juli rot; 1863 am 7. August weiß, am 8. August weiß. Piazzi-Smyth machte darauf aufmerksam, daß bei 95 Herculis von W. Struve die eine Komponente als apfelgrün, die andere als kirschrot bezeichnet werde, während Sestini 1844 beide Sterne gleichmäßig gefärbt und blaß sah und ebenso Smyth während seines Aufenthalts auf dem Pik von Tenerifa.

Bei den unzulänglichen Mitteln, um Farbenabstufungen von Sternen scharf zu bezeichnen, sind Beobachtungen an roten Sternen zunächst am leichtesten und sichersten. Schon vor vielen Jahren habe ich derartige Beobachtungen angestellt und von Gelb bis Tiefeuerrot eine sechsteilige Skala angenommen, um die Bezeichnungen des Farbentons auf Zahlen zu bringen. Auf diese Weise fanden sich folgende Werte für die Farben einzelner Sterne: γ Aquilae 3,4, γ Andromedae 2,9, β Androm. 2,7, β Ursae min. 3,1, γ Draconis 3,4, γ Leonis 3,0, α Tauri 2,6.

Die Beobachtungen ergaben für α Ursae majoris eine Periode des Farbenwechsels. Innerhalb eines Zeitraumes von fünf Wochen schwankte die Farbe des Sterns zwischen 0,8 und 4,0 [1]). Die Sterne β Cygni, α Herculis und α Cassiopeiae zeigten gleichfalls eine wenn auch geringe Veränderung ihrer Farbennüance. An den konstruierten Licht- und Farbenkurven dieser Veränderlichen zeigte sich, daß einer Intensitätsabnahme der Farbe, d. h. einem Übergange derselben aus Feuerrot ins Gelbliche, ein Helligkeitszuwachs entspricht [2]).

Birmingham bemerkte ebenfalls, daß ein veränderlicher roter Stern blasser wird, wenn er sich dem Maximum nähert, und tiefer an Farbenton gegen das Minimum hin, und gleiches folgerte J. Schmidt aus seinen Beobachtungen, bei denen er zwischen Weiß und Tiefrot 10 Stufen unterschied [3]). Er glaubte, daß bei Arctur ein Farbenwechsel mit genügender Sicherheit erwiesen sei. Der Farbenwechsel von α Ursae ist durch Beobachtungen am Zöllnerschen Kolorimeter, welche R. v. Kövesligethy auf der Sternwarte

---

[1]) Vgl. Heis, Wochenschrift 1868, Nr. 23. — [2]) Sitzungsber. d. naturf. Ges. Isis in Dresden 1867, S. 34. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 1902, 1905, 2236.

zu Ó-Gyalla in den Monaten Juli bis September 1886 angestellt hat[1]), durchaus bestätigt worden.

Verzeichnisse roter Sterne haben zuerst Schjellerup[2]), dann (1877) Birmingham[3]) und in größerer Vollständigkeit Chambers[4]) geliefert. Das letztere beruht auf einer sorgfältigen Benutzung aller zugänglichen Angaben der Beobachter und eigenen Untersuchungen, doch umfaßt es nur Sterne bis zur Größenklasse 8,5, unter welcher die Farbenunterscheidung selbst an sehr starken Teleskopen unsicher wird. Die meisten als rot bezeichneten Sterne faßt Chambers sehr richtig als rötlichgelb auf und bemerkt, daß es kaum ein Dutzend Sterne am Himmel giebt, die man als karminfarbig oder rubinrot bezeichnen könnte. Überhaupt darf man bei allen Angaben von Fixsternfarben niemals an reine Spektralfarben denken, sondern in fast allen Fällen nur an eine schwache Farbennüance des weißen Lichtes. Was die Verteilung der roten Sterne anbelangt, so findet Chambers die Bemerkung Birminghams bestätigt, daß besonders die Sternbilder Adler, Leyer und Schwan reich an roten Sternen sind.

Der Katalog der farbigen Sterne zwischen dem Nordpol und 23° südlicher Deklination, welchen Fr. Krüger zusammengestellt hat[5]), umfaßt 2297 Sterne, von denen der Verfasser die meisten auch auf ihr Spektrum angesehen hat. Für seine Beobachtungen hat er eine Farbenskala angenommen, in welcher 0 rein weiß, 4 rein gelb, 8 rötlich und 10 rein rot bezeichnet. Die Grundfarbe des Lichtes findet er bei allen Sternen gelb, rein rote Sterne kommen nicht vor, die meisten gehören den Farbengraden 1 bis 4 an, die gefärbten den Graden 5 (strohgelb) bis 9 (kupferrot).

Anzahl und Verteilung der Fixsterne
gemäß den Sternkatalogen und Sternkarten.

Bei Untersuchungen zur Feststellung der Zahl der Fixsterne sind drei verschiedene Gesichtspunkte zu unterscheiden, indem das Problem sowohl auf die Bestimmung der Zahl der mit bloßem Auge sichtbaren Sterne beschränkt, als auch auf Ermittlung der ihren scheinbaren Örtern nach in Katalogen und Himmelskarten eingetragenen Fixsterne, oder endlich auf Schätzung der Anzahl aller in den mächtigsten Fernrohren noch erkennbaren Sterne ausgedehnt werden kann. In jedem dieser Fälle aber sind zur Zeit nur genäherte Zahlenwerte zu ermitteln, und selbst die genaue Angabe der bezüglich ihres Ortes schärfer bestimmten Fixsterne ist nur innerhalb beschränkter Grenzen gegenwärtig zu geben.

1. Bezüglich der Gesamtzahl aller mit bloßem Auge noch unterscheidbaren Sterne können wegen der individuellen Verschiedenheit der menschlichen Sehkraft nur relative Werte ermittelt werden. Wenn man mit Recht darauf

---

[1]) Wochenschrift f. Astronomie 1881, Nr. 40. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 1591, 1613; Vierteljahrsschrift d. Astr. Ges., Bd. 9. — [3]) Transact. Royal Irish Acad., Vol. 26, Nr. 7. — [4]) Monthly Notices, Vol. 47, Nr. 6. — [5]) Publ. d. Sternwarte Kiel, Nr. 8, 1893.

aufmerksam gemacht hat, daß für das unbewaffnete Auge eine gewisse Mittelstufe organischer Fähigkeit existiert, die bei dem ältern Geschlechte (bei Griechen und Römern) dieselbe wie heutzutage war, und wenn als Beweis zu dieser Behauptung darauf hingewiesen wird, daß vor mehreren Tausend Jahren in der Plejadengruppe nur die sechs hellsten Sterne 3., 4. und 5. Größe (Alkyone, Elektra, Atlas, Merope, Maja und Taygeta) unterschieden wurden: so muß doch daran erinnert werden, daß dieser mittlere Wert der Sehkraft des unbewaffneten Auges von einzelnen Individuen oft beträchtlich überschritten wird. Argelander zählt in seiner Uranometria nova auf einem Flächenraume, der 0,8 des Himmels überdeckt, nur 3256 Sterne 1. bis 6. Größe, während Heis, mit einem ungleich schärfern Auge begabt, für denselben Raum der Himmelssphäre zu der Zahl von 4701 Sternen gelangte [1]).

Behrmann zählt [2]) am südlichen Himmel vom Pole bis zu -20^0 Deklination 2344 seinem unbewaffneten Auge sichtbare Sterne. J. C. Houzeau giebt in seiner Uranométrie générale [3]) für den ganzen Himmel eine Liste von 5719 Sternen, die er mit bloßem Auge während eines mehrjährigen Aufenthaltes in den äquatorialen Gegenden beobachtet und identifiziert hat. Da die Oberfläche der Sphäre 41253 Quadratgrade umfaßt, so entfällt im Durchschnitt auf je 7 Quadratgrade ein dem bloßen Auge sichtbarer Stern.

2. Sternkataloge. Die ersten Versuche einer Ortsbestimmung der mit bloßem Auge sichtbaren Fixsterne reichen hinauf bis gegen den Anfang des dritten Jahrhunderts vor Beginn unserer Zeitrechnung, wo Timocharis und Aristillus aus den Zeiten der Auf- und Untergänge die Positionen vieler Fixsterne bestimmten. Sind auch diese Arbeiten (bis auf eine Sternbedeckung durch den Mond 294 v. Chr. und einige andere Beobachtungen) nicht auf uns gekommen, und muß man auch gestehen, daß sie nur sehr rohe Resultate liefern konnten: so waren doch diese letzteren genau genug, um anderthalb Jahrhundert später, bei der Vergleichung der Beobachtungen Hipparchs, diesen größten Astronomen des Altertums das Zurückweichen der Nachtgleichen erkennen zu lassen. Freilich ist auch die Sterntafel Hipparchs, die 1080 Positionen für 128 v. Chr. enthielt, in ihrer ursprünglichen Gestalt nicht auf die Gegenwart gekommen; aber ihre hauptsächlichsten Resultate sind doch in dem nach Längen und Breiten geordneten Ptolemäischen Kataloge erhalten, den der Almagest aufführt, und welcher, mit Einschluß von fünf sogenannten Nebeln, 1025 Positionen umfaßt. Dieser Fixsternkatalog [4]) erstreckt sich auf die sechs obersten Größenklassen, aber er enthält, wegen der großen Unvollständigkeit in den Angaben der Sterne 5. und 6. Größe, kaum den vierten Teil der über dem Horizonte von Rhodus oder Alexandrien sichtbaren Fixsterne. Diese sehr geringe Zahl der Sterne 6. Größe ist auffallend; es unterliegt wohl keinem Zweifel, daß der Beobachter hier nicht nach absoluter Vollständigkeit strebte, sondern nur diejenigen lichtschwächeren Sterne bestimmte, deren Position ihm wichtig erschien. Dieser Katalog, die Bewunderung der

---

[1]) Heis, De magnitudine, numeroque stell. fix. — [2]) Atlas des südl. gestirnten Himmels. Leipzig 1874. — [3]) Annales de l'observatoire de Bruxelles 1878, N. S., Tom. 1, p. 1. — [4]) Édition Halma, 2 Vols. Paris 1813—1816.

Geschlechter, blieb 16 Jahrhunderte hindurch der einzige, den das Menschengeschlecht von den mit bloßem Auge sichtbaren Fixsternen aufzuweisen vermochte; denn Abd-al-Rhaman Al-Sûfi gab 964 nur die Ptolemäischen Positionen von 1018 Sternen wieder, allerdings auf seine Epoche reduziert und bezüglich der Helligkeitsangaben verbessert. Abul Hhassan führte zuerst die Rektascensionen und Deklinationen statt der Längen und Breiten in seinem Kataloge ein[1]). Im Jahre 1430 errichtete des Weltenstürmers Tamerlan Enkel, der Tatarenfürst Ulugh Beigh, die Sternwarte zu Samarkand und 1437 erschien der „Zig Ulugh Beigh", welcher einen auf eigenen, sorgfältigen Beobachtungen beruhenden Fixsternkatalog von 1018 Sternpositionen, auf 1437 reduziert, enthält[2]). Ist dieser Katalog ursprünglich auch etwas weniger ausgedehnt, als der Hipparchisch-Ptolemäische so sind doch seine Positionen wesentlich zuverlässiger; aber in dem spätern Kommentar von Bekri Altizini finden sich nur 300 im Jahre 1533 beobachtete Sterne. Genauer, aber auch wenig umfangreich, ist das Fixsternverzeichnis von Tycho Brahe; es enthält 777 Sterne, sämtlich auf das Jahr 1600 reduziert[3]). Fast gleichzeitig mit Tycho beobachteten Wilhelm IV., Landgraf von Hessen-Kassel, und Rothmann; sie brachten einen Katalog von 1034 wohlbestimmten Sternen zustande[4]). 60 Jahre später, 1677, beschäftigte sich Halley mit der Beobachtung südlicher Sterne und brachte trotz des kurzen Aufenthaltes auf St. Helena einen Katalog von 341 südlichen Sternen zusammen[5]). Hevels Sternverzeichnis[6]) enthält 1692 Sterne auf das Jahr 1660 reduziert; es ist der letzte Katalog von mit unbewaffnetem Auge bestimmten Positionen. Von 1751 bis 1752, in kaum zehn Monaten, beobachtete La Caille fast 2000 südliche Sterne[7]). Sein von Henderson auf 1750 reduziertes Sternverzeichnis enthält 9766 südliche Sterne bis zur 7. Größe[8]). Bradleys unvergleichliche Beobachtungen, die Fundamente der heutigen Astronomie, umfassen 3222 Sterne; sie sind von Bessel auf das Jahr 1755 reduziert worden[9]). Piazzis Katalog enthält 7646 Sterne für das Jahr 1800, aber die Positionen stehen an Genauigkeit den Bradleyschen erheblich nach[10]). Die Beobachtungen des unglücklichen d'Agelet an dem $7\frac{1}{2}$ füßigen Birdschen Mauerquadranten der Ecole militaire zu Paris, von 1782 bis 1785, enthalten die Positionen von 2907 Sternen zwischen -36^0 und $+50^0$ Deklination; sie sind von B. A. Gould sehr sorgsam auf 1800 reduziert worden[11]). Lalandes Katalog, gegründet auf die Beobachtungen von le Français de Lalande und Burckhardt, zwischen 1789 und 1800, enthält in Françis Bailys Bearbeitung 47390 Sterne bis zur

[1]) Sédillot, Traité des instrum. astron. des Arabes. Paris 1834—1836, 2 vols. — [2]) Ausgabe desselben lateinisch von T. Hyde, Tabulae longit. ac lat. stell. Fixarum, Oxford 1665. — [3]) Flamsteed, Hist. coelestis, Tom. III, 2. — [4]) Ibid., p. 24. — [5]) Halley, Catalogus stellarum australium. London 1679. — [6]) Hevelius, Prodromus astronomiae. Danzig 1690. — [7]) Mém. Acad. sc., Paris 1752, p. 539; La Caille Coelum australe stelliferum. Paris 1765. — [8]) A Catalogue of stars in the southern hemisphere. London 1847. — [9]) Bessel, Fundamenta astronomiae. Königsberg 1818. — [10]) Piazzi, Praecipuarum stellarum inerrantium positiones mediae. Palermo 1814. — [11]) Memoirs of the National Academy of sciences, Vol. 1. Washington 1866.

9. Größe. Groombridges Beobachtungen lieferten einen wertvollen Katalog von 4243 meist circumpolaren Sternen; sie sind auf 1810 reduziert worden[1]). Bessel hat in den Jahren 1821 bis 1831 etwa 75000 Beobachtungen von Sternen zwischen 15° südlicher und 45° nördlicher Deklination als Grundlage eines umfassenden Sternkatalogs angestellt. Aus diesen Zonen sind durch Weiße 62350 Sterne zwischen — 15° und + 45° Deklination auf 1825 reduziert worden[2]). Argelanders Durchmusterung des nördlichen Himmels (1841 bis 1844) von 45° bis 80° Deklination, enthält 26425 Fixsternpositionen[3]). Später hat Argelander die Örter von 33811 Sternen vom Nordpol bis zu — 14° 40′ (auf 1855,0 reduziert) veröffentlicht[4]) und gab endlich in der Durchmusterung des nördlichen Himmels ein Verzeichnis genäherter Örter von 324188 Sternen zwischen — 2° und + 90° Deklination[5]). Lamonts Zonenbeobachtungen seit 1845 umfassen 33756 Sterne zwischen — 33° und + 27° Deklination, auf 1850,0 reduziert[6]). Auf dem Naval-Observatorium zu Washington wurden[7]) 1846 bis 1849 von Coffine, Page und Steedman die Positionen von 26837 Sternen zwischen — 41° 35′ und — 4° bestimmt und Graham und Cooper haben[8]) 1848 bis 1856 zu Markree-Castle für 60155 der Ekliptik nahe Sterne die Örter bestimmt und auf 1850,0 reduziert. Carrington hat zu Red Hill 3735 circumpolare Sterne (zwischen + 90° und + 81°) genau beobachtet und ihre Positionen auf 1855,0 reduziert[9]). Schjellerups Fixsternkatalog enthält die auf 1865,0 reduzierten Örter von 10000 teleskopischen Sternen zwischen — 15° und + 15° Deklination[10]). Es konnte in dieser fragmentarischen Aufzählung nur der umfassendern Fixsternkataloge der Neuzeit gedacht werden. Die größeren dieser Sternverzeichnisse sind durch sogenannte Zonenbeobachtungen, bei denen nur eine bestimmt begrenzte Genauigkeit der Positionen angestrebt wird, erhalten worden. Diese Beobachtungen, auf deren Wichtigkeit zuerst Bessel aufmerksam machte[11]), bilden die Grundlage von Himmelskarten, denen im Verlaufe von weniger als einem Menschenalter von den einzelnen Beobachtern eine immer größere Vollkommenheit, oder bezeichnender: eine immer größere Tiefe gegeben worden ist.

3. Sternkarten. Die Alten haben Himmelskarten nicht gekannt. Die frühesten Darstellungen des Sternhimmels finden sich in Gestalt der Globen, von denen keiner über das 10. Jahrhundert unserer Zeitrechnung hinaufreicht und die arabischen Ursprungs sind. Rothmann[12]) und Schier[13]) haben

---

[1]) Von Airy, Catalogue of circumpolar stars. London 1838. — [2]) Positiones mediîne stell. fix. in zonis regiomontanis. Petersb. 1846 et 1863. — [3]) In der Bearbeitung von Ölzen, Ann. der Sternwarte in Wien, 3. Folge, Bd. 1 (1851), Bd. 2 (1852). — [4]) Astron. Beob. auf der Sternwarte zu Bonn, 1867, Bd. 6. — [5]) A. a. O., Bd. 3 (1859), Bd. 4 (1861), Bd. 5 (1862). — [6]) Annalen der Sternwarte bei München 1866 bis 1874, Suppl.-Bd. 5, 8, 9, 11, 12, 13. — [7]) Washingt. Observ. 1869, 1870. — [8]) Catalogue of stars near the ecliptic, 4 vols. Dublin 1851—1856. — [9]) A Catalogue of circumpolar stars. London 1857. — [10]) Stjerneforteguelse indekoldende 10000 Positioner af telescopiske Fixstjerner. Copenhag. 1864. — [11]) Astr. Nachr., Bd. 1, S. 257 u. ff. — [12]) Mem. of the Royal Astr. Soc. of London, Vol. 12, p. 381. — [13]) Globus coelestis arabicus qui Dresdae in regio museo mathem. asservatus. Lips. 1865.

solche Globen, welche auf die Gegenwart gekommen sind, beschrieben. Zu den frühesten Himmelskarten gehören die beiden 1515 von J. Stabius zu Nürnberg publizierten Hemisphären, für welche Dürer die Figurenzeichnungen lieferte und Heinvogel die Sterne (nach Ptolemäus) eintrug[1]). Die ersten wirklichen Sternkarten enthält Bayers Uranometria, 51 Blätter, zuerst 1603 in Augsburg erschienen, später wiederholt aufgelegt, zuletzt 1661 in Ulm. Die Positionen der Sterne sind nach Tychos Beobachtungen eingetragen und es findet sich hier zum erstenmale das Princip durchgeführt, die einzelnen Sterne nicht mit Eigennamen, sondern durch die Buchstaben des griechischen und römischen Alphabets zu bezeichnen.

Der von Hevel 1690 erschienene Himmelsatlas[2]) umfaßt 1900 auf eigenen Beobachtungen beruhende Sternpositionen. Flamsteeds größerm, auf Greenwicher Beobachtungen beruhendem Atlas coelestis (1729) folgte 1782 des verdienstvollen Bodes „Vorstellung der Gestirne auf 34 Tafeln", ein Himmelsatlas der 5000 Sterne umfaßt. Im Jahre 1796 kündigte Bode einen „neuen Himmelsatlas in größtem Format" an. Die erste Lieferung dieser Karten erschien 1797, vollendet wurde das Werk 1801[3]). Man hat ihm mit Recht den Vorwurf gemacht, daß die Zeichnungen der Sternbildfiguren die eigentlichen Sterne allzu sehr in den Hintergrund drängen. Von diesen Mängeln gänzlich frei und weit umfassender ist Hardings berühmter Atlas novus coelestis (Göttingen 1827) auf 27 Tafeln gegen 40000 Sterne umfassend, mit Ausnahme der Ekliptikalregionen bis zur Mitte des 19. Jahrhunderts das umfassendste Kartenwerk des Himmels. Hierhin gehört noch die Erwähnung von Schwincks Mappa coelestis (1838), eines sorgfältig entworfenen Kartenwerks, das in 5 Blättern 12148 Sterne 1. bis 7. Größe enthält.

Das Unternehmen der Sternkarten der Berliner Akademie, nach Bessels Plane entworfen und zum Teil auch auf seine Zonenbeobachtungen begründet, hat unverhältnismäßig lange Zeit zu seiner Vollendung gebraucht. Auf 24 Blättern sollte der Raum des Himmels zwischen 15° nördlich und südlich des Äquators wiedergegeben und alle Sterne aufgenommen werden, die mit einem Fraunhoferschen Kometensucher von 34‴ Öffnung bei zehnmaliger Vergrößerung sichtbar sind. Die vollständige Fertigstellung dieser Himmelskarten erfolgte erst im Jahre 1858, fünf Jahre früher als der große Argelandersche Himmelsatlas erschien, der, innerhalb eines Zeitraumes von sieben Jahren, ganz allein auf der Bonner Sternwarte angefertigt, die Berliner Karten weit hinter sich zurückläßt[4]).

Die erste Beobachtung begann am 25. Februar 1852, die letzte fand statt am 27. März 1859, innerhalb welcher Zeit in 625 Nächten 1841 Zonen beobachtet, und in runder Summe 1065000 einzelne Observationen angestellt wurden. Die Gesamtzahl der in die Karten auf einem Areale von

---

[1]) Doppelmayer, Hist. Ansichten von Nürnbergischen Mathematicis und Künstlern. Nürnberg 1730. — [2]) Firmamentum sobiescianum. Danzig. — [3]) Uranographia sive astrorum descriptio, XX Tab. — [4]) Atlas des nördlichen gestirnten Himmels, nach der auf der Universitätssternwarte zu Bonn durchgeführten Durchmusterung, 37 Blätter.

21346 Quadratgraden eingezeichneten Sterne beträgt nach Argelander 324198, so daß im Mittel auf jeden Quadratgrad 15,19 Sterne kommen. Diese Sternenfülle ist freilich in den verschiedenen Regionen des Himmels beträchtlich verschieden. In der Milchstraße erreicht sie den bedeutendsten Wert, im Mittel $29^1/_3$; das absolute Maximum in den 20 Quadratgraden, deren Mitte auf 19° 56′ Rektascension und 37,5° nördlicher Deklination fällt, erreicht 41,4, das Minimum in der Nähe des Haupthaares der Berenice, um den Pol der Milchstraße, schwankt zwischen 7 und 9. Die absolut sternärmste Gegend findet sich indes in der Nähe der Milchstraße, an den Hörnern des Stiers, wo für die 22 Quadratgrade, deren Mitte auf 4^h 26^m Rektascension und 27,5° nördlicher Deklination fällt, die Sternenfülle nur 5,9 beträgt.

Die schon von Argelander geplante Fortsetzung der Bonner Durchmusterung bis -23° südlicher Deklination ist von seinem Nachfolger Schoenfeld durchgeführt worden und an sie schließt sich die nach dem gleichen Plane unternommene Durchmusterung des südlichen Himmels auf der Sternwarte zu Cordoba durch J. M. Thome an[1]).

Die genaue Bestimmung der Örter aller in den Bonner Karten eingetragenen Sterne durch Meridianbeobachtungen ist 1869 von der Astronomischen Gesellschaft in die Hand genommen worden und hat Veranlassung zu dem großen Unternehmen gegeben, welches als „Sternkatalog der Astronomischen Gesellschaft" bekannt ist. Die Arbeit sollte sich ursprünglich auf die Sphäre von -2° bis $+80^{\circ}$ nördlicher Deklination erstrecken, jeder Stern zweimal beobachtet und der mittlere Ort für 1875,0 abgeleitet werden. Die Ausführung des Planes teilten die Sternwarten Kasan, Dorpat, Christiania, Helsingfors, Gotha, Cambridge (Nordamerika), Bonn, Lund, Leiden, Cambridge (England), Berlin, Leipzig, Albany und Nikolajew unter sich. In Erweiterung des ursprünglichen Planes von -2° bis -23° Deklination beteiligten sich dann noch die Sternwarten Straßburg, Wien (Ottakring), Cambridge (Nordamerika), Washington und Algier an dem Unternehmen. Die Beobachtungen der Sterne des nördlichen Himmels sind vollendet, und eine Anzahl Bände des großen Katalogs ist bereits erschienen.

Eine Untersuchung der Verteilung der Sterne der einzelnen Größenklassen an der nördlichen Himmelshälfte auf Grund der Bonner Karten hat zuerst Littrow unternommen[2]), allein dieselbe ist in mancher Hinsicht mangelhaft und in umfassender Weise von Prof. Seeliger wiederholt worden[3]). Derselbe hat dabei folgende Klassen von Sternen unterschieden: 1. Klasse 1,0. bis 6,5. Größe, 2. Klasse 6,6. bis 7,0. Größe, 3. Klasse 7,1. bis 7,5. Größe, 4. Klasse 7,6. bis 8,0. Größe, 5. Klasse 8,1. bis 8,5. Größe, 6. Klasse 8,6. bis 9,0. Größe, 7. Klasse 9,1. bis 9,5. Größe. Die Anzahl der Sterne jeder Klasse, mit Ausnahme der ersten, wurde in Intervallen von 20 zu 20 Zeitminuten Rektascension und von Grad zu Grad in Deklination in Tabellen niedergelegt. Als Gesamtzahl der Sterne ergiebt sich in der

---

[1]) Cordoba Durchmusterung, Results of the National Argentine Observatory, Vol. 16. — [2]) Sitzungsber. d. Wien. Akad. 1869. — [3]) Sitzungsber. d. mathem.-phys. Kl. d. kgl. bayer. Akad. 1884, Heft 4.

1.	Klasse . . .	4 120
2.	„ . . .	3 887
3.	„ . . .	6 054
4.	„ . . .	11 168
5.	„ . . .	22 898
6.	„ . . .	52 852
7.	„ . . .	213 973
	zusammen	314 952

Die nämliche Untersuchung hat Prof. Seeliger auch für die südliche Fortsetzung der Bonner Karten durch Schoenfeld bis zu -23^0 Deklination ausgeführt, aber hier noch eine 8. Klasse unterschieden, welche die Sterne 9,6. bis 10. Größe enthält. Es fanden sich in der

1.	Klasse . . .	1 369	Sterne
2.	„ . . .	1 347	„
3.	„ . . .	1 952	„
4.	„ . . .	3 800	„
5.	„ . . .	8 313	„
6.	„ . . .	20 509	„
7.	„ . . .	61 540	„
8.	„ . . .	43 896	„
	zusammen	142 726	Sterne

Die scheinbare Verteilung der Sterne am Himmelsgewölbe ist, wenn man nur die hellen Größenklassen berücksichtigt, durchaus unregelmäßig; erst von der 8. Größenklasse ab beginnen sich, wenn man sehr ausgedehnte Räume des Himmels umfaßt, Andeutungen einer Gesetzmäßigkeit höherer Ordnung zu zeigen. Auf Grund von Bailys Sternkatalog der British Association, welche beide Hemisphären des Himmels umfaßt und 8377 Sterne 1. bis 7,5. Größe, hat R. Wolf die Verteilung der Sterne dieses Katalogs untersucht. Er fand 1., daß der südliche Himmel weit sternreicher ist als der nördliche; 2. daß die beiden nördlich und südlich vom Äquator liegenden Zonen (trotz ihrer größern Fläche) absolut sternärmer sind als die ihnen folgenden Zonen; 3. daß die Milchstraße sich in dieser Sternansammlung noch nicht deutlich abzeichne, wenngleich sie allerdings, im ganzen genommen, die reicheren Partieen durchziehe; sie sei also durch den Gehalt an größeren Sternen (bis zur 6. und 7. Größe) nicht besonders ausgezeichnet.

In neuester Zeit haben Kobold[1]) und Prof. Seeliger[2]) auf Grund kritischer Untersuchungen und Vergleichungen der photometrischen Messungen der Harvard-Sternwarte und der Helligkeitsschätzungen in der Bonner Durchmusterung nachgewiesen, daß die hellen Sterne bis zur 6. Größe in ihrer Verteilung über die Himmelssphäre keine deutliche Beziehung zur Milchstraße erkennen lassen. Dagegen tritt der Einfluß der Milchstraße bei den licht-

[1]) Vierteljahrsschrift d. Astronomischen Gesellschaft, Bd. 34. — [2]) Sitzungsber. d. mathem.-phys. Klasse d. kgl. bayer. Akad. 1893, Bd. 29, Heft 3, S. 363 u. ff.

schwachen Sternen allerdings augenfällig hervor. Über die wahrscheinliche Gesamtzahl der in den mächtigsten Fernrohren sichtbaren Fixsterne wird weiter unten gehandelt werden.

Die Karten der Bonner und Cordoba-Durchmusterung bezeichnen ziemlich die Grenze dessen, was durch individualisierende, menschliche Thätigkeit auf diesem Gebiete erreicht werden kann, die Ausdehnung derselben auf nur zwei weitere Größenklassen würde unübersteigliche Schwierigkeiten bedingen und dennoch eine Unvollständigkeit mit sich bringen, welche den Hauptzweck der Arbeit in Frage stellte. Zwar hat Chacornac seit 1842 mit bewundernswürdiger Ausdauer begonnen, einen ekliptischen Atlas der Sterne bis zur 13. Größe herzustellen; allein abgesehen davon, daß diese Arbeit nur einen schmalen Streifen längs der Ekliptik umfassen sollte, geriet sie nach Chacornacs Tode ins Stocken, als die Fortführung derselben auf die Regionen nahe der Milchstraße traf. Unter diesen Umständen eröffnete die Anwendung der Photographie zur Ausführung von Himmelskarten ganz neue, früher niemals zu fassende Aussichten.

4. Photographische Sternkarten. Die frühesten Versuche zur photographischen Herstellung einer Sternkarte wurden 1857 von G. P. Bond [1]) mittels des Kollodiumprozesses angestellt und sie hatten den Erfolg, daß Sterne 6. Größe auf den Platten erschienen. Ihm folgte de la Rue [2]), der bereits die Wichtigkeit des Porträtobjektes für Sternaufnahmen erkannte; L. M. Rutherfurd, der zuerst einen für die chemischen Strahlen achromatisierten Refraktor in Anwendung brachte, Sterne 9. Größe aufnahm und einen Apparat zur Ausmessung der Platten konstruierte; Gould [3]), der mit einem ähnlichen Objektiv zahlreiche Aufnahmen des südlichen Himmels ausführte, und Common [4]), der eine gewöhnliche Camera mit einem Objektiv von 100 mm, das ein Gesichtsfeld von 10^0 umspannte, benutzte und bei 20^m Exposition die Sterne bis zur 9. Größe photographierte; endlich Roberts [5]), dessen Aufnahmen bereits 1885 auf dem gleichen Areal des Himmels in der Nähe des Poles mehr Sterne enthalten als die Bonner Karten. Die günstigen Erfolge bei Photographierung des Finlayschen Kometen im September 1882 auf der Kap-Sternwarte veranlaßten D. Gill zur photographischen Aufnahme des südlichen Himmels, welche mit pekuniärer Unterstützung der Royal Society 1885 begonnen, später auf eigene Kosten von Gill fortgesetzt und im Dezember 1890 beendigt wurde. Die Ausmessung der Platten und die Reduktion der Messungen ist von Kapteyn in Groningen ausgeführt, aber bis jetzt nur ein Teil der Arbeit publiziert worden [6]). Inzwischen hatten die Gebrüder Henry, die auf der Pariser Sternwarte mit Fortführung der Ekliptikalkarten Chacornacs beschäftigt waren, für die in die Milchstraße fallenden Teile derselben die Hülfe der Photographie in Anspruch genommen. Mit einem selbstverfertigten,

---

[1]) Astr. Nachr., Bd. 47, S. 1 bis 6. — [2]) Report British Assoc. Nolt ab. Manchester 1861. — [3]) Americ. Journal, Vol. 6, p. 399. — [4]) Monthly Notices. Vol. 45, p. 22. — [5]) Ibid., Vol. 46, p. 99; Proc. Royal Soc., Vol. 40, p. 566. — [6]) Annals of the Cape Observatory, III.

für die photographischen Strahlen achromatisierten Objektiv von 160 mm Öffnung und 2,1 m Brennweite, das mit einer hölzernen Camera an einem gewöhnlichen Äquatorial der Sternwarte befestigt war, gelang es ihnen, bei 45^m Exposition Sterne 12. Größe in scharfen Bildern zu photographieren. Ein Objektiv von 340 mm Öffnung und 3,43 m Brennweite, welches für die photographischen Aufnahmen in geeigneter Weise mit einem großen Refraktor, der als Leitfernrohr dient, verbunden worden, lieferte 1885 weit großartigere Resultate und auf Betreiben des Admiral Mouchez, damaligem Direktor der Pariser Sternwarte, trat ein astrophotographischer Kongreß zu Paris zusammen, der 1887 den Beschluß zur Ausführung einer den ganzen Himmel umfassenden photographischen Sternkarte und eines Sternkatalogs dazu faßte. Die Karte wird mittels photographischer Instrumente aufgenommen, die sämtlich demjenigen der Pariser Sternwarte entsprechen, nämlich ein Objektiv von 13 engl. Zoll Öffnung und 135,1 Zoll Brennweite besitzen. Es findet eine Aufnahme mit Exponierung von 5^m Dauer statt, welche die Sterne bis einschließlich zur 11. Größe giebt, und diese sollen durch genaue Messungen auf den Platten mit an Meridianinstrumenten festgelegten Sternen verbunden werden, so daß ein Katalog der genauen Positionen aller dieser Sterne entsteht. Eine zweite Aufnahme mit Exponierung von einer Stunde liefert alle Sterne bis fast zur 13. Größenklasse und diese Platten werden die eigentliche Himmelskarte bilden, das größte und wichtigste astronomische Werk, welches die Gegenwart der Zukunft überliefern kann. Bei einer Plattengröße von 4 Quadratgrad sind zur Aufnahme des ganzen Himmels bei doppelter Ausführung 20626 Platten erforderlich und man schätzt, daß die Zahl der Sterne, welche auf diese Weise dargestellt wird, bis einschließlich 11. Größe 3 Millionen, bis zur 13. Größe dagegen vielleicht 30 Millionen beträgt. Die gesamte Arbeit ist von folgenden 18 Observatorien übernommen worden, welche die beigefügten Zonen in Deklination aufnehmen: Greenwich ($+90^0$ bis $+65^0$), Rom ($+64^0$ bis $+55^0$), Catania ($+54^0$ bis $+47^0$), Helsingfors ($+46^0$ bis $+40^0$), Potsdam ($+39^0$ bis $+32^0$), Oxford ($+31^0$ bis $+25^0$), Paris ($+24^0$ bis $+18^0$), Bordeaux ($+17^0$ bis $+11^0$), Toulouse ($+10^0$ bis $+5^0$), Algier ($+4^0$ bis -2^0), San Fernando (-3^0 bis -9^0), Tacubaya (-10^0 bis -16^0), Santiago (-17^0 bis -23^0), La Plata (-24^0 bis -31^0), Rio de Janeiro (-32^0 bis -40^0), Kapstadt (-41^0 bis -51^0), Sydney (-52^0 bis -64^0), Melbourne (-65^0 bis -90^0). Die Aufnahmen schreiten rüstig weiter, indessen werden sich die Ausmessungen zunächst nur auf rechtwinkelige Koordinaten der Platten beziehen, da die Ableitung der Rektascensionen und Deklinationen eine ungeheure Arbeit bedingt, so daß die Fertigstellung des Katalogs in der definitiven Gestalt erst nach vielen Jahren erwartet werden kann.

Unabhängig von diesen Beobachtungen ist auf der Sternwarte zu Cambridge (Nordamerika) unter Prof. Ed. Pickerings Leitung und besonders auf der hochgelegenen Station Arequipa in Peru, seit 1891 eine überaus große Zahl von photographischen Sternaufnahmen erhalten worden, die alle Teile des Himmels umfassen und ihre hohe Bedeutung durch die Entdeckung neuer und veränderlicher Sterne, sowie der Positionen von kleinen

Planeten bekundet haben. Die Benutzung des 24zölligen photographischen Bruce-Teleskops mit kurzer Brennweite, in dem unvergleichlichen Klima Hoch-Perus hat photographische Karten des Himmels geliefert, die an Reichhaltigkeit von keinen andern auch nur annähernd erreicht werden. Jede Platte umfaßt eine große Fläche des Himmels und auf mancher einzelnen Platte erscheinen bis 400 000 Sterne. Jahr für Jahr liefert das Bruce-Teleskop Hunderte dieser unschätzbaren Photographieen nach Cambridge zur Aufbewahrung und Untersuchung.

Bei Benutzung sehr lichtstarker Instrumente und beträchtlich langer Expositionszeiten erscheinen auf den photographischen Platten Sterne, welche am Fernrohre direkt nicht gesehen werden können. Anfangs glaubte man, daß durch längere Exponierung in direktem Verhältnisse ihrer Zeitdauer immer schwächere Sterne zur Darstellung kommen müßten. So sollten z. B. die für die Aufnahme der photographischen Himmelskarte bestimmten 13zölligen Refraktoren in zwei Stunden Sterne 17. Größe abbilden. „Das Ansehen, bemerkt Prof. Scheiner, welches die Himmelsphotographie berechtigtermaßen zu diesem Zeitpunkte schon erlangt hatte, wurde durch die Angabe derartig enormer Leistungen noch beträchtlich erhöht, und insofern hat die überschwengliche und wissenschaftlich nicht begründete Lobpreisung doch der astronomischen Wissenschaft einen Nutzen gebracht, als vielleicht ohne sie das allgemeine Interesse an der Himmelsphotographie nicht in dem Maße erweckt worden wäre, wie es zur internationalen Vereinigung der Astronomen behufs Herstellung der großen photographischen Himmelskarte notwendig war." Nach den Untersuchungen von Scheiner[1]) gewinnt man bei einer $2^1/_2$fach längern Expositionszeit Sterne, die nur 0,5 bis 0,75 Größenklasse schwächer sind. Die 13zölligen photographischen Refraktoren, welche zur Herstellung der allgemeinen Himmelskarte benutzt werden, geben bei einer Expositionsdauer von 24^s alle Sterne bis zur Größenklasse 9,5; bei einer Expositionsdauer von 10^h daher alle Sterne bis zur 13,5. oder 15. Größe.

Die spektroskopische Untersuchung der Fixsterne.

1. Die früheste spektroskopische Beobachtung des Sternenlichtes reicht bis auf Fraunhofer[2]) zurück, der das Licht des Sirius prismatisch zerlegte und in demselben drei breite Streifen wahrzunehmen glaubte, die im Sonnenspektrum nicht vorhanden sind. Später bemerkte er[3]), daß Castor ein Spektrum gebe, welches dem Siriusspektrum gleiche; im Spektrum des Pollux sah er viele dunkle Linien und erkannte in den Spektren von Capella und Beteigeuze Linien, die denjenigen von *D* und *b* im Sonnenspektrum entsprechen. Donati beobachtete 1860 einige Fixsternspektra[4]), aber seine Angaben sind höchst unvollkommen und erst mit vervollkommten Apparaten konnten Huggins und

[1]) Photographie der Gestirne, S. 248. — [2]) Denkschrift d. Kgl. Akad. d. Wiss. München, V, 1814 bis 1815, S. 193; Gilberts Annalen (1817), Bd. 66, S. 264. — [3]) Gilberts Annalen (1823), Bd. 74, S. 337. — [4]) Ann. del Mus. Fisico, Fiorent. 1862, Ser. 2, Tom. 1, p. 1.

Miller[1]), Wolf und Rayet[2]), sowie Rutherfurd, dann Secchi[3]) spektroskopische Fixsternbeobachtungen unternehmen, die wissenschaftlichen Wert besitzen. Huggins und Miller haben zuerst nach Analogie des Kirchhoffschen Sonnenspektrums die Spektra einiger hellen Fixsterne kartographisch dargestellt und durch Vergleichung der Linien die chemischen Elemente in deren Atmosphären zu ermitteln versucht. So erkannten sie im Spektrum von α Tauri, α Orionis und α Canis majoris Linien des Natriums, des Magnesiums, des Wasserstoffs, des Calciums und Eisens, und ähnliche Zusammensetzung zeigten die Atmosphären von α Lyrae, α Bootis, α Aurigae, α Cygni, α Canis minoris, α, β, γ Andromedae und manche andere, so daß der Schluß gerechtfertigt erschien, diese sämtlichen Sterne seien in Bezug auf ihre physischen Verhältnisse unserer Sonne typisch vergleichbar. Rutherfurd erkannte aus seinen Beobachtungen, daß in Wirklichkeit drei verschiedene Typen der Fixsternspektren anzunehmen seien und Secchi unterschied 1863 zwei, aber 1866, nachdem er fast 500 Fixsternspektra geprüft hatte, drei Gruppen[4]) sowie zwei Jahre später noch einen vierten Typus[5]). Typus I umfaßt weiße und blaue Sterne mit Spektren ohne intensive Absorptionsbanden; Typus II gelbliche Sterne mit feinen Linien oder schwachen Banden; Typus III orangefarbene oder rötliche Sterne mit breiten dunkeln Banden; Typus IV Spektra mit drei durch dunkle Zwischenräume getrennten hellen Banden, deren hellste im Grün liegt. Von den Sternen dieses Typus hat Secchi nur wenige gefunden; er rechnete dazu die Sterne im Katalog von Schjellerup Nr. 41, 78, 132, 273, 128 (zweifelhaft) und besonders 152, dessen Spektrum er genauer beschreibt und als prachtvoll bezeichnet. Er spricht zwar von hellen Linien in diesen Spektren, doch ist es zweifelhaft, ob er solche mit seinen Hülfsmitteln wirklich wahrzunehmen vermochte.

Eine spektroskopische Durchmusterung des Himmels am $10^1/_2$zölligen Kopenhagener Refraktor hat d'Arrest in den letzten Lebensjahren anhaltend beschäftigt[6]), wobei hauptsächlich Sterne des III. Secchischen Typus aufgefunden wurden. Unter 11000 auf ihre Lichtbeschaffenheit durchmusterten Sternen bis 7,8. Größe fand d'Arrest nur fünf neue des IV. Typus. Von der Gründlichkeit, mit welcher er seine spektroskopische Durchmusterung ausgeführt, zeugt der Umstand, daß er im Dezember 1874 einen Stern mit vorzüglich stark gezeichneten Banden antraf, der in keinen Typus paßte; es war, wie sich ergab, der Planet Uranus, der auf diese Weise aufgefunden worden.

2. Die Klassifizierung Secchis ist eine lediglich formale; Zöllner machte zuerst die Ansicht geltend, daß sich in dem spektroskopischen Charakter der Sterne ihr Entwicklungsstadium ausprägen, ein Gedanke, der von Prof. H. C. Vogel auf Grund umfassender Beobachtungen weiter entwickelt wurde und zu der heute fast allgemein angenommenen Klassifizierung der Sternspektra

---

[1]) Phil. Transact., Vol. 154, p. 413. — [2]) Compt. Rend. Acad. Paris, Tom. 65, p. 292. — [3]) Memorie della Società italiana delle scienze, Ser. III, Vol. 1, 2. — [4]) Compt. Rend. Acad. Paris, Tom. 63, p. 626; Tom. 64, p. 623; Tom. 66, p. 124; Tom. 71, p. 252. — [5]) Ibid., Tom. 67, p. 373; Tom. 68, p. 1086. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 2009, 2016, 2032, 2036, 2044.

in vier Hauptklassen und eine Anzahl Unterabteilungen führte. Die ersten Ausführungen seiner spektroskopischen Einteilung der Fixsterne gab Vogel 1873[1]) und sie beruht lediglich auf direkten Beobachtungen, später aber hat die Anwendung der Photographie zur Darstellung der brechbarern und ultravioletten Teile der Sternspektra wenigstens für eine Klasse der letztern noch feinere Unterscheidungsmerkmale aufzustellen gestattet. Dieselben haben das Grundprincip der Vogelschen Klassifizierung, daß sich nämlich in den Spektren der Sterne verschiedene Entwicklungsphasen der letzteren kennzeichnen, durchaus bestätigt[2]) und Prof. Vogel giebt folgende Einteilung, in welcher die Klasse I gemäß den neueren Beobachtungen gegen früher eine etwas andere Bewertung erhalten hat.

Klasse I.

Kontinuierliche Spektra, deren brechbarere Teile, Blau und Violett, durch Intensität besonders auffallen. Die Spektra sind durchsetzt von der ganzen Reihe der Wasserstofflinien, die als dunkle, breite verwaschene, selten scharf begrenzte und dann schmälere Absorptionslinien erscheinen und im allgemeinen die außerdem in den Spektren sich zeigenden Linien anderer Metalle an Intensität erheblich übertreffen.

Ganz selten treten die Wasserstofflinien und Linien anderer Stoffe nicht als Absorptionslinien auf und erscheinen dann als helle Linien auf kontinuierlichem Spektralgrunde.

a) 1. Spektra, in denen nur die Wasserstofflinien als breite, stark entwickelte Linien erscheinen, andere Spektrallinien aber nicht zu erkennen sind.

2. Spektra, in denen neben den Wasserstofflinien noch Linien von anderen Metallen, namentlich von Calcium, Magnesium und Natrium, jedoch keine Linien des Cleveitgases auftreten. Die Calciumlinie $\lambda = 3934$ erscheint in diesen Spektren scharf geschnitten; sie kommt den Linien des Wasserstoffs an Breite nicht gleich. Die Spektrallinien der anderen Metalle sind nur zart und bei Anwendung geringer Zerstreuung schwer zu erkennen.

3. Spektra, in denen die *Ca*-Linie λ 3934 von nahe gleicher Intensität mit den Wasserstofflinien erscheint, in seltenen Fällen auch dann noch an den Rändern scharf begrenzt ist, oder breiter und intensiver als die Wasserstofflinien und stark verwaschen mit der durch die *Ca*-Linie λ 3969 verstärkten und verbreiterten Wasserstofflinie $H\varepsilon$ (λ 3970) ein auffallendes Linienpaar bildet. In den Spektren dieser Abteilung sind die Linien des Cleveitgases nicht zu erkennen; dagegen treten stets zahlreiche und kräftige Linien verschiedener Metalle, besonders auch Eisenlinien, auf; die Wasserstofflinien dominieren jedoch immer noch. $H\delta$ tritt unter den Linien deutlich hervor, und die Liniengruppe *G* ist weniger auffallend als $H\gamma$.

Diese Unterabteilung bildet den direkten Übergang zur Spektralklasse II, bei welcher die Wasserstofflinien gegen die Linien anderer Metalle keine hervorragende Rolle mehr spielen.

b) Spektra, in denen neben den stets dominierenden Wasserstofflinien die Linien des Cleveitgases, vor allem die Linien von den Wellenlängen λ 4026, 4472, 5016 und 5876 (D_3) erscheinen. (Die stärkste Linie im Violett λ 4889 fällt so nahe mit $H\zeta$ zusammen, daß sie nicht zur Erkennung des Cleveitgases in Sternspektren geeignet erscheint.) Außerdem treten in den Sternspektren dieser Abteilung mehr oder minder zahlreich die Linien der Spektra von Calcium, Magnesium, Natrium und Eisen auf.

c) 1. Spektra mit hellen Wasserstofflinien.

2. Spektra, in denen außer den Wasserstofflinien noch die Linien des Cleveitgases und Linien von Calcium, Magnesium und anderen Metallen hell erscheinen.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2000. — [2]) Sitzungsber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. 1895.

Die auf Veranlassung von Prof. Vogel durch Dr. Wilsing ausgeführte photographische Aufnahme von 528 Sternspektren der I. Spektralklasse [1]) hat ergeben, daß die Sterne der Klasse Ib, von denen man früher nur wenige im Orion kannte, über den ganzen Himmel verbreitet sind, aber doch eine stärkere Anhäufung derselben in der Orionregion stattfindet.

Klasse II.

Spektra, in denen die Metalllinien sehr deutlich auftreten. Die brechbareren Teile des Spektrums sind im Vergleich zur vorigen Klasse matt, in den weniger brechbaren Teilen treten zuweilen schwache Bänder auf.

a) Spektra mit sehr zahlreichen Metalllinien, die besonders im Gelb und Grün durch ihre Intensität leicht kenntlich werden. Die Wasserstofflinien sind meist kräftig, aber nie so auffallend verbreitert als bei Klasse Ia; in einigen Sternen sind dieselben jedoch schwach, und bei solchen sind dann gewöhnlich in den weniger brechbaren Teilen durch zahlreiche dichtstehende Linien entstandene schwache Bänder zu erkennen (Capella, Arcturus, Aldebaran) = Secchis Typus II.

b) Spektra, in denen außer dunkeln Linien und einzelnen schwachen Bändern mehrere helle Linien auftreten (T Coronae, auch sind hierzu höchst wahrscheinlich die von Wolf und Rayet beobachteten Sterne im Schwan, sowie der Veränderliche R Geminorum zu rechnen, obgleich wegen der Lichtschwäche dieser letztgenannten Sterne wohl einzelne dunkle Bänder im Rot und Gelb beobachtet wurden, dunkle Linien jedoch nie vermutet werden konnten).

Klasse III.

Spektra, in denen außer dunkeln Linien noch zahlreiche dunkle Bänder in allen Teilen des Spektrums auftreten und die brechbarern Teile des Spektrums auffallend schwach sind.

a) Außer den dunkeln Linien sind in den Spektren Bänder zu erkennen, von denen die auffallendsten nach dem Violett dunkel und scharf begrenzt, nach dem Rot matt und verwaschen erscheinen (α Herkulis, α Orionis, β Pegasi) = Secchis Typus III.

b) Spektra, in denen dunkle, sehr breite Bänder zu erkennen sind, deren Intensitätszunahme entgegengesetzt ist, wie bei IIIa, bei denen also die am stärksten hervortretenden Bänder nach dem Rot scharf begrenzt und am dunkelsten sind, nach dem Violett dagegen allmählich erblassen = Secchis Typus IV.

Was die physikalische Deutung dieser Spektralklasse anbetrifft, so präcisiert Vogel sie dahin, daß die Sterne der 1. Klasse sich in höchstem Glühzustande befinden, weshalb die in ihren Atmosphären enthaltenen Metalldämpfe nur eine überaus geringe Absorption ausüben können (hierher gehören die weißen Sterne), daß bei den Sternen der 2. Klasse (wozu unsere Sonne gehört) die Temperatur schon niedriger ist, so daß die glühenden Metalldämpfe in den Atmosphären sich durch kräftigere Absorption im Spektrum kundgeben, während bei den Sternen der 3. Klasse die Glühhitze schon soweit erniedrigt ist, daß Associationen der Stoffe eintreten können, die den Untersuchungen zufolge sich stets durch mehr oder weniger breite Absorptionsstreifen kund thun (rote Sterne).

3. Die spektralphotographischen Untersuchungen, welche von der Harvard-Sternwarte begonnen wurden und fortgeführt werden, gehören zu den umfangreichsten und wichtigsten Arbeiten, die das abgelaufene Jahrhundert überhaupt aufzuweisen hat. Tausende zu Cambridge in feuersicheren Räumen aufbewahrte Platten bilden einen der kostbarsten wissenschaftlichen Schätze, welche dem neuen Jahrhundert überliefert werden können. Die Aufnahmen des Himmels aber werden zu Cambridge (Nordamerika) und zu Arequipa (Peru, hier seit

[1]) Publ. d. astrophys. Obs. zu Potsdam, Nr. 39.

Februar 1891) ununterbrochen fortgesetzt; an ersterm Orte mit einem 8zölligen und 11zölligen, an letzterm mit einem 8zölligen und 13zölligen photographischen Refraktor. Zu Cambridge wird der nördliche, in Peru der südliche Teil des Himmels aufgenommen und zwar an beiden Orten nach den gleichen Methoden und in jeder klaren Nacht[1]). Die beiden 8zölligen Instrumente besitzen als Objektive Voigtländersche Porträtlinsen; die Platten haben eine Größe von 8 zu 10 Zoll und bedecken am Himmel ein Feld von ungefähr 10 Quadratgraden. Unter günstigen Umständen liefern sie bei 10^m Exposition Sterne bis zur 13. Größe, bei 60^m Exposition werden Sterne bis zur 15. Größe dargestellt. Mit Prismen vor den Objektiven werden die Spektra der helleren Sterne photographiert und zwar bei kleiner Dispersion noch solche von Sternen 11. Größe, bei denen das Intervall zwischen den Linien $H\beta$ und $H\varepsilon$ 2 mm beträgt. Bis zum 1. Januar 1895 waren an den beiden Instrumenten zu Cambridge 12777 + 7397, an jenen zu Arequipa 12164 + 6281 Platten aufgenommen worden.

Der Henry Draper-Fond hat der Harvard-Sternwarte die Mittel zur Herstellung eines Katalogs von etwa 10347 Nummern der Spektra von Sternen 1. bis 9,5. Größe geliefert[2]), die von Prof. Edw. Pickering eingehend untersucht worden sind. Er findet, daß in der Beschaffenheit der verschiedenen Fixsterne eine ausgesprochene Ähnlichkeit besteht und daß man die Spektra derselben mit verschwindenden Ausnahmen in einer fortlaufenden Reihe ordnen könne. „Ein großer Teil derselben (I. Typus) zeigt ein Spektrum, das auf den ersten Blick kontinuierlich zu sein scheint, abgesehen davon, daß es von breiten, dunkeln Banden durchsetzt ist, die vom Wasserstoff herrühren. Nähere Betrachtung zeigt, daß auch die *K*-Linie als feine, dunkle Linie anwesend ist. Wenn die Dispersion stark und die Schärfe bedeutend ist, sind noch weitere dunkle Linien sichtbar. Diese Linien können in zwei Klassen geteilt werden: erstens solche, welche in vielen Sternen der Milchstraße, namentlich im Sternbilde des Orion, vorherrschen, und zweitens die im Sonnenspektrum vorhandenen. Nahezu alle helleren Sterne können in eine Reihe gebracht werden, die mit denen des Orion beginnt, in welchen die Nebenlinien nahezu ebenso stark sind, wie die vom Wasserstoff herrührenden. Andere Sterne findet man, in denen diese Linien nach und nach immer blasser werden, bis sie verschwinden; dann treten die ausgesprochenern Sonnenlinien auf und werden immer stärker, während die Wasserstofflinien verblassen, bis allmählich ein Spektrum entsteht, das mit dem Sonnenspektrum identisch ist. Weiter gehen die Spektra allmählich in die des dritten Typus über, indem gewisse Banden ausgesprochener werden. Die Spektra des dritten Typus können in drei Klassen geteilt werden; in einer vierten Klasse desselben sind die Wasserstofflinien hell statt dunkel. Dieses Spektrum scheint charakteristisch für die veränderlichen Sterne mit langer Periode, wenn sie ihrem Maximum nahe sind. Geringe Besonderheiten machen sich allerdings in den Spektren vieler Sterne bemerkbar, aber diese Abweichungen reichen nicht aus, um die allgemeine Reihenfolge zu ändern. Die Zahl der Sterne, die in diese Klassifikation nicht eingeordnet werden können, ist sehr klein. Einige wenige Sterne, wie η Cassiopeiae, β Lyrae und δ Centauri sind den Sternen des Oriontypus ähnlich, aber mehrere von ihren Linien sind hell statt dunkel. Sterne des vierten Typus, deren Spektra mit dem des Kohlenstoffs identisch zu sein scheinen, sind in die obige Klassifikation nicht aufgenommen. Andere Sterne, deren Spektra hauptsächlich aus hellen Linien bestehen, können in eine fünfte Klasse gebracht werden.

---

[1]) Ann. Harvard Coll. Observatory 1897, Vol. 26, Part. II. — [2]) Ibid., Vol. 26, Part. I.

Es scheint, daß die Lage der Linien in beiden Fällen wahrscheinlich identisch ist mit der der entsprechenden Linien in den Sternen des Oriontypus."

Das nach den Ideen von Prof. Edw. Pickering und auf Kosten der Miß Catharine W. Bruce hergestellte photographische Teleskop von 24 Zoll Öffnung und nur 12 Fuß Brennweite, welches in Arequipa (Peru) aufgestellt worden, hat auch für die Spektralphotographie die wichtigsten Ergebnisse geliefert [1]). Ein Teil dieses reichen Materials ist von Miß Antonia C. Maury untersucht worden und hat diese zu einer neuen Klassifikation der Sternspektra geführt [2]), bei welcher 4800 Aufnahmen an 681 helleren Sternen Verwendung fanden. Es wurden dabei folgende Liniengattungen unterschieden: Orionlinien (unter denen die Cleveitgas- oder Heliumlinien sich befinden), Sonnenlinien (Wasserstofflinien) vorwiegend metallischen Ursprungs, und die Calciumlinien *H* und *K*. Je nachdem diese Linien in den Spektren vertreten sind, wurden die Sterne in Klassen eingeteilt, von denen auf Secchis Typen I, II, III 20 Klassen entfallen, während der Typus IV (Vogels Klasse III b) als 21., Pickerings Typus V als 22. Klasse dargestellt wird. Von diesen letzteren enthält das Verzeichnis je vier Sterne. Ferner finden sich 18 Sterne, in denen Linien zweier sonst weit getrennter Spektralklassen vereinigt vorkommen. Diese Thatsache erklärt Miß Maury sehr treffend durch die Annahme, daß es sich bei diesen Sternen um sehr enge Doppelsterne handle, deren Komponenten auf ungleicher Entwicklungsstufe stehen. Außerdem finden sich in dem Verzeichnisse 14 Sterne des Oriontypus, die helle Linien zeigen.

4. Die in den Jahren 1888 bis 1891 auf dem Potsdamer Observatorium am 11zölligen Refraktor mit dem Spektrographen erhaltenen photographischen Aufnahmen der Spektra hellerer Sterne haben Prof. Scheiner zu einer eingehenden Diskussion dieser Aufnahmen geführt [3]). Der Spektrograph gestattet die Abbildung der Spektra von *F* bis dicht vor *H* (wenn die Linie $H\gamma$ in der Mitte gelegen ist), doch erreichen nur wenige Aufnahmen diese Grenzen wirklich und es ist daher der zur Untersuchung geeignete Teil des Spektrums ziemlich klein, doch aber zu einer genauen Charakterisierung der Spektra ausreichend. Die Spektra einiger Sterne (z. B. von α Aurigae) sind bis in die kleinsten Einzelheiten mit dem Sonnenspektrum völlig identisch, aber Scheiner hat dennoch sämtliche Spektra der Sterne des II. Typus genau ausgemessen, um einer spätern Zeit das sichere Erkennen etwaiger Änderungen zu ermöglichen; aus diesem Grunde hat er auch das mit dem Spektrographen aufgenommene Sonnenspektrum in gleicher Weise behandelt, um der Zukunft eine sichere Kontrolle über die Leistungsfähigkeit dieses Instruments zu geben. Die zweite Aufgabe, die Stoffe zu ermitteln, welche den gemessenen Linien entsprechen, konnte nur unvollkommen gelöst werden, da nur von einer geringen Anzahl chemischer Elemente die photographischen Spektra mit genügender Genauigkeit bekannt sind.

Bei Charakterisierung der einzelnen Spektra schließt sich Prof. Scheiner durchaus an Vogels Spektraltypus an. Von Sternen der Klasse I a sind hervorzuheben:

η Ursae majoris. Das Spektrum zeigt eine sehr breite und verwaschene Linie der Wellenlänge 4472,12. Sie ist identisch mit der in allen Orionsternen auftretenden und wird deshalb kurz als Orionlinie bezeichnet.

α Leonis. Bei Wellenlänge 4369 ist eine Linie, die den Eindruck einer hellen

---

[1]) Harvard College Observatory Circular, Nr. 39. — [2]) Am. Harv. Coll. Obs., Vol. 28, Part. I. — [3]) Publ. d. Astrophys. Obs. zu Potsdam, Nr. 26.

Linie macht, die in einer dunkeln sitzt. Eine genauere Verfolgung des Spektrums mit möglichst kraftvollen Hülfsmitteln ist angezeigt.

α Aquilae. Das Spektrum macht den Eindruck eines stark abgeblaßten Sonnenspektrums. Prof. Scheiner bemerkt dazu: „Eine Erklärung für dieses eigentümliche Spektrum kann in zweierlei Richtung gegeben werden. Einmal kann man sich vorstellen, daß infolge stärkerer Abkühlung und Verdichtung in der Konstitution des Sterns bereits einige Ähnlichkeit mit der Sonne eingetreten ist, und zwar so, daß nicht allmählich einzelne besonders hervorragende Metallinien aufgetreten sind, sondern daß die absorbierende Atmosphäre auch gleich in ihrer Zusammensetzung Ähnlichkeit mit derjenigen auf der Sonne hat. Es besteht hierbei noch eine sehr mächtige Wasserstoffatmosphäre, die auch große Mengen von Magnesiumdampf enthält. α Aquilae würde dann einen vorzüglichen Beweis für den allmählichen Übergang der ersten Spektralklasse in die zweite bilden, und somit könnte eine sehr gewichtige Stütze für die physikalische Bedeutung der Klasseneinteilung gewonnen sein.

Eine zweite Erklärung des Spektrums von α Aquilae würde die sein, das Spektrum als aus zwei übereinander gelagerten Komponenten bestehend zu betrachten, als eine optische Superposition eines Spektrums der ersten Klasse durch ein solches der zweiten. Vor einigen Jahren würde eine derartige Erklärung kaum annehmbar gewesen sein; heute, nachdem bereits mehrere sehr enge Doppelsternsysteme bekannt sind, liegt kein Bedenken vor, α Aquilae als einen Doppelstern zu betrachten, dessen eine Komponente ein Stern der ersten, dessen andere Komponente ein Stern der zweiten Spektralklasse ist. Ein Umstand macht diese Erklärung sogar noch wahrscheinlicher als die andere, nämlich das Vorhandensein der breiten *Mg*-Linie bei λ 4480. Es ist nicht sehr wahrscheinlich, daß die *Mg*-Linie so sehr stark gegenüber den anderen Linien in einem Spektrum der zweiten Klasse hervortritt, wenigstens existiert kein weiteres Beispiel hierfür; dagegen würde es durchaus plausibel sein, die starke *Mg*-Linie in das Spektrum der ersten Klasse der einen Komponente zu versetzen, wo ihr Fehlen auffälliger als ihr Vorhandensein sein würde.

Drei in Bezug auf die Linienverschiebung sehr gut übereinstimmende Aufnahmen von α Aquilae geben keinen Stützpunkt für die Hypothese einer Doppelsternnatur, doch dürfte es sich empfehlen, den Stern in dieser Beziehung nicht aus dem Auge zu verlieren."

Nach neueren Untersuchungen, welche Prof. Vogel an Spektralaufnahmen von α Aquilae mittels des großen Potsdamer Spektrographen angestellt hat[1]), kommt dieser zu dem Ergebnisse, daß eine Übereinanderlagerung zweier Spektra im vorliegenden Falle doch unwahrscheinlich ist. „Das Spektrum", sagt er, „gehört zur Klasse I a 3, die Wasserstofflinien sind durch die Druck- und Temperaturverhältnisse in der Atmosphäre des Sterns stark verbreitert, sie erscheinen noch um ein weniges mehr verwaschen durch die Rotation des Sterns. Außer den Wasserstofflinien sind die Linien der Spektra zahlreicher Metalle vorhanden, und die Atmosphäre des Sterns nähert sich in Bezug auf ihre Zusammensetzung derjenigen der Sterne der II. Spektralklasse. Die sämtlichen Linien sind aber infolge einer stärkern Rotation verbreitert, so daß sich aus nahe zusammenstehenden Linien einzelne verwaschene Bänder bilden, kräftigere, isoliert stehende Linien aber verwaschen erscheinen."

β Cassiopejae. Die Ähnlichkeit mit α Aquilae erstreckt sich auch auf das Auftreten der *Mg*-Linie, und es sind deshalb für β Cassiopejae dieselben Betrachtungen maßgebend wie bei α Aquilae. Auch hier ist ein weiteres Verfolgen des Spektrums zur Ermittlung etwaiger Veränderung der Linienverschiebung angezeigt.

α Canis majoris. Das Spektrum enthält eine große Anzahl scharfer, meist schwacher Linien, von denen Scheiner 90 messen konnte. Unter diesen sind 54 mit Eisenlinien zu identifizieren, was auch die direkten Aufnahmen des Siriusspektrums mit dem Eisenspektrum bestätigen. Von den übrigen Metallen treten wieder Magnesium und Baryum durch die Stärke ihrer Linien hervor. Die Abweichungen der Intensitäten der Eisenlinien gegen diejenigen in der Sonne sind sehr auffallend.

---

[1]) Sitzungsber. d. Kgl. Preuß. Akad. 1898, Bd. 46.

α Canis minoris. „Das Spektrum ist ein Übergang zwischen I a und II a. Die Wasserstofflinien sind etwas breiter und verwaschener als im Sonnenspektrum, erreichen jedoch nicht entfernt die Breite wie in irgend einem andern Sterne des Typus I a. Im übrigen zeigt das Spektrum eine ganz außerordentliche Ähnlichkeit mit dem Sonnenspektrum, nur sind alle Linien viel schwächer als in letzterm, so daß bei kräftig exponierten Aufnahmen nur die stärksten Linien sichtbar bleiben. Specielle Abweichungen vom Sonnenspektrum kommen nur wenig vor. Man erhält den Anblick des Procyonspektrums einigermaßen, wenn man ein Sonnenspektrum durch eine angehauchte Glasplatte betrachtet. Mit Sicherheit kräftiger als in der Sonne erscheint die *Mg*-Linie bei λ 4481, und auch dies zeigt an, daß der Stern noch Anklang an die Klasse I a hat." Nach dem ganzen Charakter des Spektrums scheint Prof. Scheiner die Möglichkeit einer Erklärung des Spektrums wie bei α Aquilae durch die Superposition zweier Spektra vom ersten und zweiten Typus gänzlich ausgeschlossen, vor allem müßte dann die *Hγ*-Linie, wenn auch stark aufgehellt, so doch viel breiter erscheinen. α Canis minoris ist übrigens schon sehr merklich gelb gefärbt und bildet auch in dieser Beziehung einen Übergang zu II a.

Aus der Klasse I b ist α Cygni zu erwähnen, in dessen Spektrum die *Ca*-Linien fehlen. In dem Spektrum von γ Cassiopejae ist außer der hellen *Hγ*-Linie nichts anderes zu erkennen. Dieselbe erscheint in dem sehr schmalen Spektrum als überstehender Knoten von ziemlicher Breite, jedoch nicht ganz so breit, wie die dunkeln Linien der Klasse I a. Nach Prof. Scheiner ist anzunehmen, daß die Wasserstoffatmosphäre von γ Cassiopejae eine sehr beträchtliche Ausdehnung gegenüber derjenigen des eigentlichen Kerns besitzt.

In den Spektren der Klasse II a bis III a spielt der Wasserstoff noch immer eine Hauptrolle, aber nicht mehr eine so überwiegende wie in I a. „Die Wasserstofflinien gehören noch zu den kräftigsten Linien des ganzen Spektrums, aber die Linien der anderen Metalle, speciell diejenigen von Eisen, Calcium, Magnesium und Natrium, sind von gleicher Stärke und gleichem Aussehen: scharf, nur wenig verwaschen und von großer Schwärze. Das Sonnenspektrum (II a) selbst lehrt, daß die Hauptunterschiede im Aussehen der Linien auf ihrer Breite beruhen, weniger in der wirklichen Intensität."

α Aurigae. Das Spektrum ist völlig mit dem der Sonne identisch; gemessen wurden 290 Linien.

α Bootis, zeigt auch eine außerordentliche Ähnlichkeit mit dem Sonnenspektrum, gemessen wurden 307 Linien.

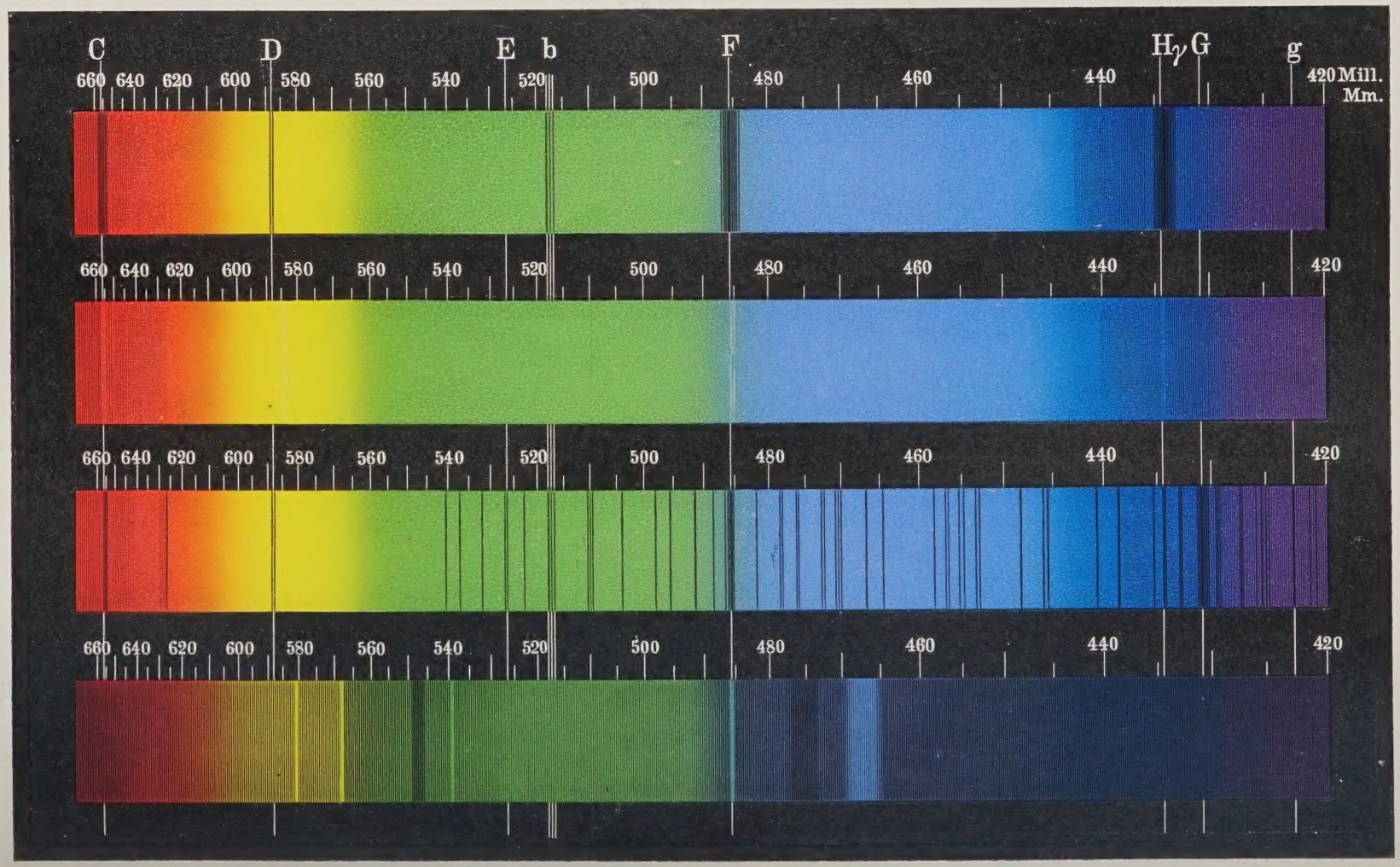
β Geminorum. „Das Spektrum ist Typus II a und entspricht fast absolut dem Sonnenspektrum, ist jedoch wohl schon etwas weiter nach III a vorgeschritten. Die Bänderbildung ist nur wenig entwickelter als im Sonnenspektrum, dagegen scheint das Violett, von der *G*-Gruppe an, etwas kräftiger absorbiert zu sein; doch ist eine Beurteilung dieses Umstandes erschwert durch die Mattheit der Aufnahmen. Eine irgend merkliche Abweichung vom Sonnenspektrum konnte sonst nicht konstatiert werden."

α Tauri. „Das Spektrum ist Typus II a mit deutlichen Übergängen zu III a hin. Die Linien sind im allgemeinen breiter und verwaschener als im Sonnenspektrum und vereinigen sich mehr als in diesem zu Bändern, die schon mehrfach in charakteristischer Weise eine einseitige Verwaschenheit zeigen. Während im großen und ganzen auch in Bezug auf die relativen Intensitäten große Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum herrscht, finden doch schon einzelne auffallende Abweichungen statt. Die Lichtschwäche des Spektrums von der *G*-Gruppe an nach dem Violett hin ist gegenüber dem Sonnenspektrum auffallend."

α Ursae majoris. „Das Spektrum ist Typus II a mit sehr merklichem Übergange nach III a hin. Das Zusammenfließen der Linien zu verwaschenen Bändern ist sehr ausgesprochen, auch ist das allgemeine Aussehen von dem des Sonnenspektrums verschieden. Der plötzliche Lichtabfall beim Beginn der *G*-Gruppe ist sehr auffallend."

α Persei. „Das Spektrum ist Typus II a mit nur geringen Anzeichen des

Stern-Spektraltafel nach den Beobachtungen und Zeichnungen von H. C. Vogel.



1. Klasse I a. (Sirius.)

2. Klasse I c. (γ Cassiop.)

3. Klasse II a. (Sonne.)

4. Klasse II b. (B. D. 34° 4001.)

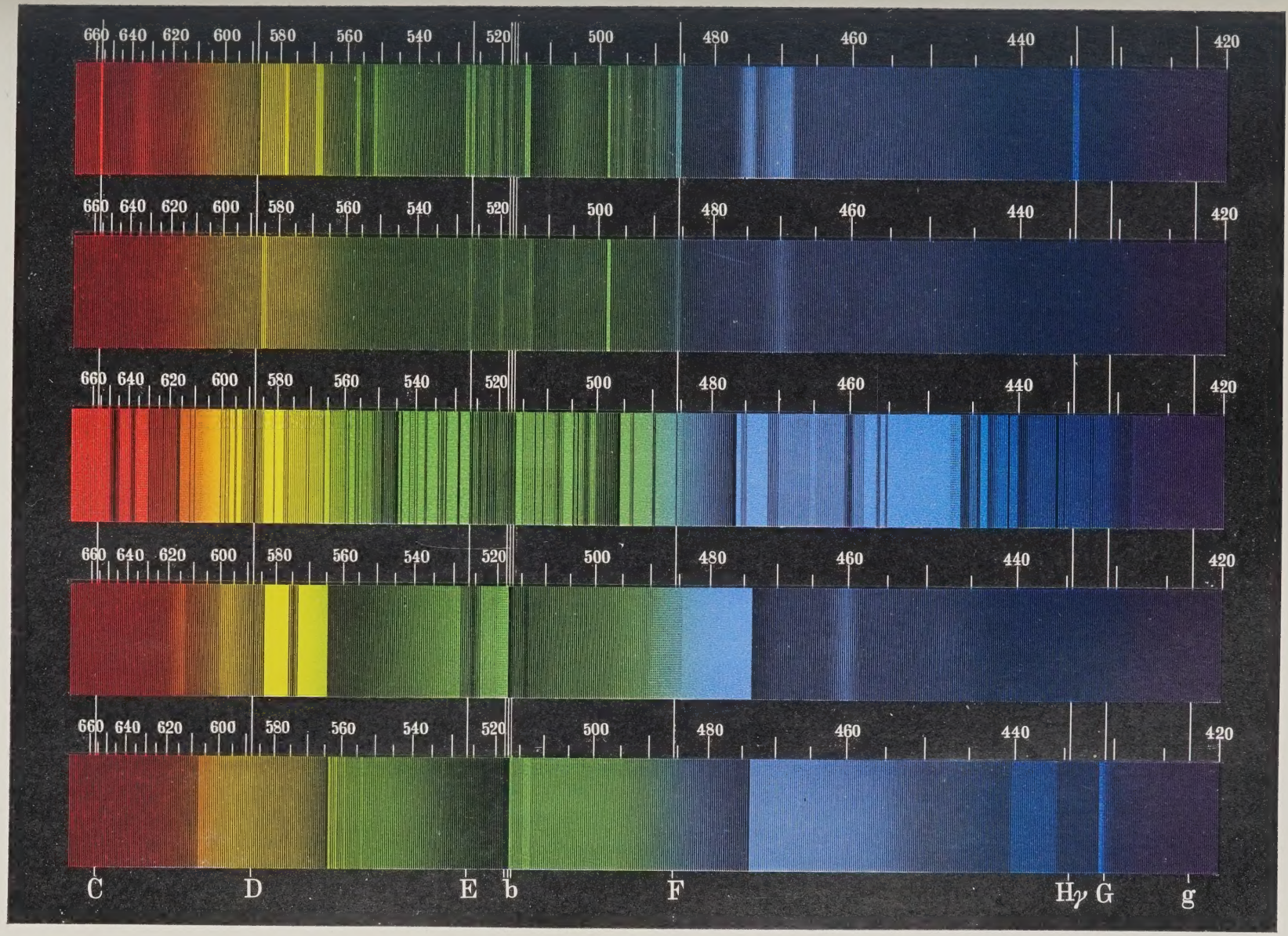
5.
Klasse II b. (Neuer Stern im Schwan, 1876, Dec. 8.)

6.
Klasse II b. (Neuer Stern im Schwan, 1877, März 2.)

7.
Klasse III a. (α Orionis.)

8.
Klasse III b. (Schjell. 152.)

9.
Kohlenwasserstoff (zur Vergleichung).



Verlag von Friedr. Vieweg & Sohn in Braunschweig.

Überganges nach III a und steht in dieser Beziehung vielleicht noch vor dem der Sonne. Dagegen zeigt das Spektrum eine auffallende Anzahl von sehr starken Abweichungen gegen den allgemeinen Typus. Manche Linien des Sonnenspektrums sind stärker, manche schwächer; mehrfach fehlen stärkere Linien und sogar ganze Bänder des Sonnenspektrums, dafür sind deutliche Linien an Stellen, wo im Sonnenspektrum mit Sicherheit keine Linien zu erkennen sind."

Die genaue Untersuchung, welche Prof. Scheiner anstellte, ergab, daß beinahe die Hälfte aller Linien, welche in dem Spektrum von α Persei Abweichungen gegen das Sonnenspektrum zeigen, in dem Spektrum von α Cygni ebenfalls wesentlich hervortreten und dessen Eigentümlichkeit bedingen. Nun gehört α Cygni der Klasse I b an, α Persei der Klasse II a, und es erscheint ihm daher der Schluß durchaus plausibel, daß α Persei früher ein ähnliches Spektrum wie α Cygni gehabt hat, daß also hierdurch der bisher noch fehlende Übergang von I b nach II a gegeben ist.

Die merkwürdige Linie (λ 4471,75), welche Scheiner zuerst in den Orionsternen der Klasse I gefunden, wo sie ausnahmslos auftritt, zeigt sich auch in den Spektren von β Persei, α Virginis, β Tauri und η Ursae, während sie im Sonnenspektrum fehlt. Vielleicht ist sie mit der Youngschen Chromosphärenlinie Nr. 222 identisch und der Umstand, daß sie immer stark aufgehellt erscheint, mehr als die Wasserstofflinien, spricht nach Scheiner dafür, daß das betreffende Gas ein noch geringeres Atomgewicht als Wasserstoff besitzt. „Es ist aber", bemerkt Scheiner, „von besonderm Interesse, daß sich an dieser Stelle eine Linie im Spektrum des Orionnebels befindet, die von Copeland entdeckt worden ist und nach dessen etwas unsicherer Bestimmung die Wellenlänge λ 4476 hat. Nach Messungen von Keeler kommt dieser Linie die Wellenlänge λ 4471,2 zu, Campbell findet 4473, so daß an der Identität derselben mit der Orionlinie kein Zweifel mehr bestehen kann. Der durch das gemeinsame Auftreten dieser sonst in den Sternen der I. Klasse nur selten vorkommenden Linie dokumentierte physikalische Zusammenhang zwischen den Orionsternen ist hiermit auch auf den Orionnebel auszudehnen, ein Zusammenhang, der in neuerer Zeit noch durch andere Untersuchungen wahrscheinlich gemacht worden ist."

5. Die Sterne der III. Klasse (Secchis Typus IV) sind von besonderm Interesse. Secchi hat, wie schon oben hervorgehoben wurde, nur wenige derselben gefunden, andere wurden von d'Arrest, Pickering, Dunér und Espin entdeckt; ihre genauere Untersuchung ist schwierig, weil keiner dieser Sterne heller als 5,5. Größe ist. Die ersten genauen spektroskopischen Beobachtungen dieser Sterne sind von N. C. Dunér am 10zölligen Refraktor zu Lund ausgeführt worden[1]). Die Lage der Hauptlinien in den Spektren wurde möglichst genau gemessen und Dunér gelangte zu der Überzeugung, daß die Hauptbanden in dem Spektrum der Klasse III b mit den Streifen des Kohlenwasserstoffspektrums zusammenfallen. Veränderungen im Aussehen eines der Spektren hat Dunér im Laufe der sechsjährigen Beobachtungen nicht wahrgenommen und entgegengesetzte Wahrnehmungen Secchis erklärt er durch die Unvollkommenheit der optischen Instrumente desselben. Dunér führt die Verschiedenheit der Spektra ebenfalls auf die verschiedenen Entwicklungsphasen der Fixsterne zurück und nahm an, daß sich der Übergang zur Klasse III a in der Weise vollzieht, daß infolge fortdauernder Abkühlung die metallischen Linien sich verbreitern und zugleich als System gedrängter schwacher Linien auftreten. Der Übergang zur Klasse III b ließ sich aber nicht mit gleicher Sicherheit verfolgen, was Dunér dadurch erklärt,

[1]) Svenska Vetenskaps-Academieno Handlingar, Vol. 21, Nr. 2.

daß die Zahl der Sterne dieses Typus überhaupt gering ist. Indessen fand er, daß der Stern D. M. + 38°3957 = 541 Birmingham einen solchen Übergang darstellt; sein Spektrum zeigt bei λ 5190 eine ziemlich breite Bande und endigt bei λ 4750, höchstens zeigen sich nur schwache Spuren jenseits dieser Grenze.

Vogel hat[1]) am 27zölligen Refraktor zu Wien die Spektra einiger Sterne dieses Typus beobachtet und gezeichnet und giebt die Wellenlängen der hauptsächlichsten Linien nach seinen Messungen für die Sterne: Schjellerup 51, 78, 152, 273 und B. D. + 34°4500.

Die Vergleichung mit den Wellenlängen, welche Kayser und Runge für die Banden des Kohlenwasserstoffspektrums geben, zeigt ein nahes Zusammenfallen dunkler Streifen in den Sternspektren mit der roten, gelben, grünen und blauen Bande, sowie mit derjenigen, welche bei der Wellenlänge λ 4381,9 beginnt.

Nachdem 1893 die Sternwarte Upsala in den Besitz eines neuen Refraktors von 360 mm Öffnung gekommen, hat Dunér die Beobachtung der Sterne der Spektralklasse III b wieder aufgenommen[2]) und an diesem kraftvollen Instrumente erkannt, daß nahe dem weniger brechbaren Ende des Spektrums dieser Sterne eine helle Linie sichtbar ist. Inzwischen waren photographische Aufnahmen der Spektra von Sternen des vierten Secchischen Typus von George E. Hale und F. Ellermann am Yerkes-Refraktor begonnen worden[3]) und hatten zu dem Ergebnisse geführt, daß in diesen Spektren helle Linien vorhanden sind, die bei einigen Sternen (so besonders in den Spektren von 132 und 152 Schjellerup) zum Teil auch direkt am 40zölligen Refraktor sichtbar sind. Für 152 Schjellerup wurde dieses Ergebnis von Keeler und Campbell am 36zölligen Lick-Refraktor bestätigt[4]). Die von Dunér gefundenen Eigentümlichkeiten im Spektrum von 541 Birmingham zeigen sich auch auf den Photographieen seines Spektrums. Ferner zeigte Prof. Hale, daß die Spektra von 10 Sternen dieses Typus sich völlig in eine Reihe ordnen lassen, an deren einem Ende 155 b Schjellerup, an dem andern der Stern D. M. + 59°2810 steht. Aufnahmen[5]) mit einem am großen Refraktor angebrachten Drei-Prismen-Spektrographen zeigten, daß in der Region um λ 5300 die Spektra von μ Geminorum und U Hydrae (= 132 Schjellerup), von denen ersterer dem 3., letzterer dem 4. Typus angehört, sehr nahe identisch sind, während allerdings gegen das rote Ende hin diese Spektra unähnlich werden. Fig. 74 giebt die Reproduktion der 11fachen Vergrößerung eines von Prof. Hale erhaltenen Negativs des Spektrums von 152 Schjellerup[6]).

Nach Prof. Vogel fehlt vorläufig jedes Kriterium, welche von den beiden Abteilungen a und b der Klasse III die fortgeschrittenere Entwicklung repräsentiert, nur so viel hält er für wahrscheinlich, daß bei beiden die Atmosphären der Sterne so weit abgekühlt sind, daß die Dissociation der Stoffe

[1]) Publ. Astrophys. Obs. zu Potsdam, Bd. 4, 1. Tl. — [2]) Astrophys. Journal, 1899, Vol. 9, Nr. 3, p. 119. — [3]) Ibid., 1898, Vol. 8, Nr. 4, p. 237. — [4]) Ibid., Vol. 10, Nr. 2, p. 110. — [5]) Ibid., Vol. 9, Nr. 4, p. 273. — [6]) Ibid., Vol. 10, Nr. 2, Taf. 6.

aufhört und Verbindungen sich halten können[1]). Vogel sieht deshalb auch keinen Grund, die Sterne der Klasse III b, bei denen hauptsächlich Kohlenwasserstoffe die Absorptionsbänder hervorbringen, in eine besondere Klasse IV zu verweisen.

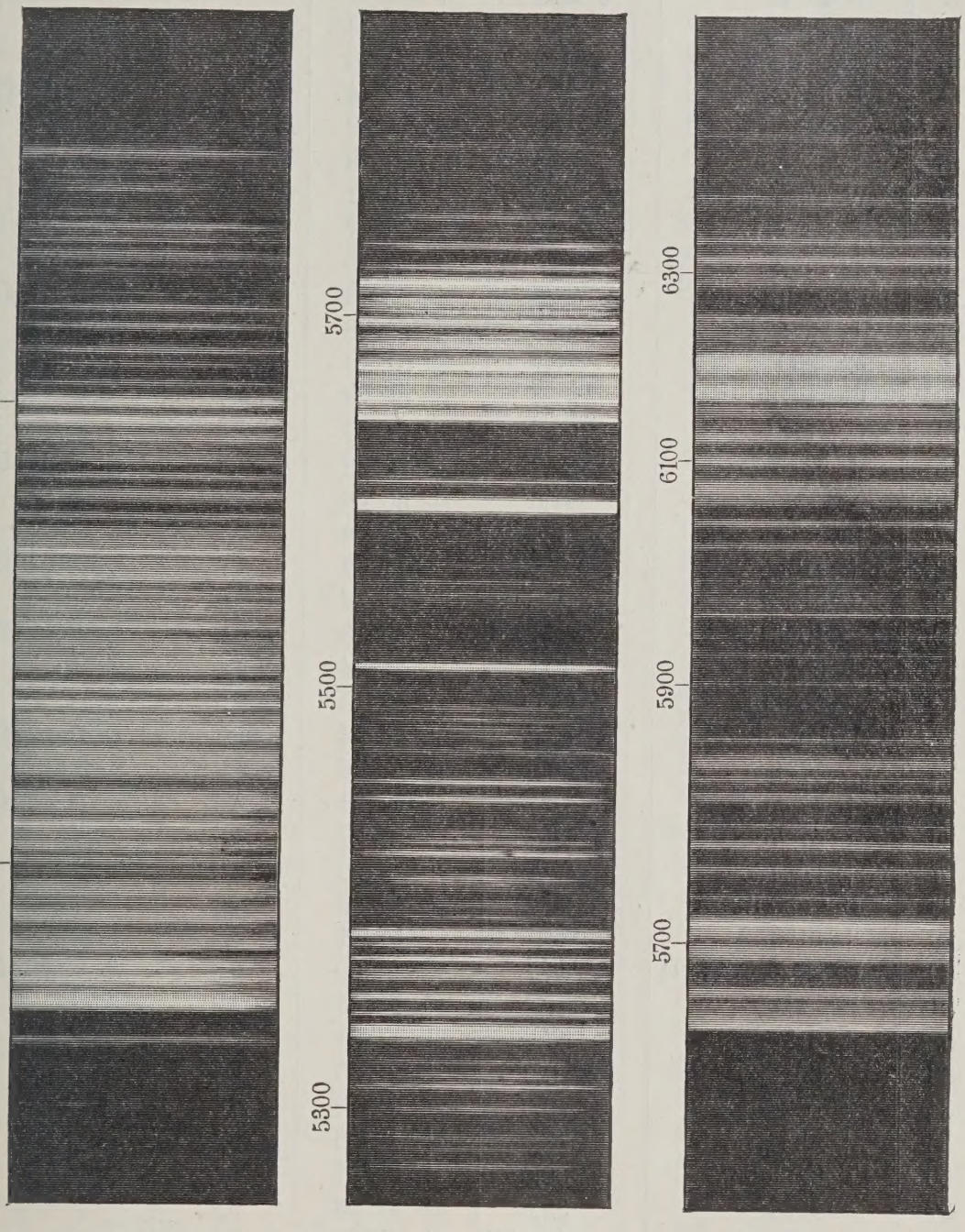


Fig. 74.

T. E. Espin hat das nachstehende Verzeichnis der Sterne dieses Typus, welche bis 1898 aufgefunden waren, zusammengestellt[2]).

[1]) Vogel in den Sitzungsber. d. Preuß. Akad. 1894, Bd. 40, S. 947. — [2]) Monthly Notices, Vol. 58, Nr. 8, p. 443.

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
1	+ 49° 41	0 12,3	+ 49 44	9,0	Harvard-Obs.
2	+ 43° 53	14,6	+ 44 9	8,2	Secchi
3	Es. 832	16,8	+ 58 36	9,9	Espin
4	+ 53° 66	19,1	+ 53 44	9,3	Harvard-Obs.
5	+ 34° 56	22,2	+ 35 2	8,1	Dunér
6	+ 63° 56	25,5	+ 63 19	9,3	Espin
7	W Cassiopeiae	49,0	+ 58 1	Var.	„
8	+ 62° 211	1 2,6	+ 62 27	9,5	„
9	+ 25° 205	10,6	+ 25 15	7,0	d'Arrest
10	R Sculptoris	22,4	— 33 3	Var.	Harvard-Obs.
11	+ 59° 274	26,8	+ 60 8	9,0	Espin
12	Es. 230	27,1	+ 57 14	9,2	„
13	Es. 1076	37,7	+ 60 7	9,8	„
14	Es. 1181	37,8	+ 61 7	9,6	„
15	+ 53° 379	38,7	+ 53 28	9,4	Harvard-Obs.
16	X Cassiopeiae	49,8	+ 58 46	Var.	Espin
17	Es. 1084	2 3,4	+ 63 9	9,7	„
18	+ 11° 305	9,6	+ 11 47	8,9	Harvard-Obs.
19	+ 51° 575	19,8	+ 51 37	9,0	Espin
20	— 10° 513	30,2	— 9 53	8,0	Harvard-Obs.
21	+ 38° 525	32,1	+ 38 44	9,4	Espin
22	+ 58° 501	32,3	+ 59 10	9,5	„
23	V Persei	43,3	+ 56 34	Var.	Harvard-Obs.
24	+ 57° 647	43,6	+ 57 26	8,9	Dunér
25	+ 57° 702	3 3,7	+ 57 31	7,9	Harvard-Obs.
26	+ 47° 783	6,7	+ 47 27	9,0	Espin
27	+ 43° 726	20,9	+ 43 50	8,9	„
28	U Cameli	33,2	+ 62 19	Var.	Dunér
29	+ 51° 762	34,1	+ 51 11	8,9	Espin
30	C. Z. C. 3h 1404	46,7	— 43 50	8,5	Harvard-Obs.
31	Es. 1111	51,3	+ 60 33	9,2	Espin
32	+ 61° 667	57,2	+ 61 31	7,5	„
33	+ 50° 920	4 3,9	+ 51 5	9,5	„
34	+ 50° 961	9,0	+ 50 22	9,5	„
35	+ 48° 1083	13,6	+ 48 56	9,5	„
36	T Camelop.	30,4	+ 65 57	Var.	„
37	Es. 985	32,6	+ 41 23	9,2	„
38	+ 42° 1046	39,6	+ 42 29	9,5	„
39	+ 67° 350	40,8	+ 68 0	7,0	Secchi
40	+ 34° 911	42,6	+ 34 49	8,8	Espin
41	C. G. C. 5429	43,8	— 36 23	7,6	Harvard-Obs.
42	+ 28° 707	45,2	+ 28 21	8,1	Secchi
43	+ 38° 955	45,8	+ 38 20	8,8	Espin
44	+ 22° 770	47,8	+ 22 37	9,2	„
45	R Leporis	55,0	— 14 57	Var.	d'Arrest
46	+ 50° 1112	55,6	+ 50 29	8,9	Espin

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
47	+ 0° 939	5 0,2	+ 1 2	6,0	Secchi
48	+ 38° 1038	2,5	+ 38 54	9,5	Espin
49	+ 45° 1053	2,8	+ 46 2	9,5	„
50	— 5° 174	4,9	— 5 39	8,7	Dunér
51	+ 35° 1046	12,5	+ 35 41	8,9	Espin
52	+ 32° 957	15,3	+ 32 25	9,3	„
53	S Aurigae	20,5	+ 34 4	Var.	Dunér
54	+ 7° 929	27,8	+ 7 4	8,2	Espin
55	S Camel.	30,2	+ 68 45	Var.	„
56	C. G. C. 6519	31,7	— 25 48	7,5	Harvard-Obs.
57	+ 24° 898	32,4	+ 24 57	9,5	Espin
58	+ 17° 979	35,5	+ 17 29	8,0	Harvard-Obs.
59	+ 24° 943	39,1	+ 24 23	8,5	Dunér
60	+ 20° 1083	39,7	+ 20 39	7,7	„
61	—	40,4	— 46 30	7½	Pechüle
62	+ 44° 1288	41,2	+ 44 48	9,2	Espin
63	+ 30° 1014	41,7	+ 30 35	8,5	„
64	+ 26° 1117	6 4,7	+ 26 2	7,4	d'Arrest
65	+ 27° 1024	7,3	+ 27 12	9,0	Secchi
66	+ 29° 1177	13,2	+ 29 31	9,5	Espin
67	V Aurigae	16,3	+ 47 43	Var.	„
68	+ 3° 1214	17,1	+ 3 28	9,0	„
69	+ 25° 1250	17,8	+ 25 4	9,5	„
70	+ 14° 1283	19,8	+ 14 47	6,5	Secchi
71	Es. 243	20,3	+ 19 8	Var.?	Espin
72	+ 38° 1539	29,7	+ 38 32	6,3	Secchi
73	Es. 1142	33,3	+ 22 42	9,4	Espin
74	+ 31° 1388	35,7	+ 31 33	8,1	„
75	+ 3° 1381	39,4	+ 3 25	9,3	Harvard-Obs.
76	Es. 63	42,4	+ 0 47	9,6	Espin
77	— 6° 1786	47,5	— 7 0	9,1	„
78	— 4° 1708	48,2	— 4 27	9,0	„
79	C. G. C. 8670	51,3	— 42 14	6,7	Harvard-Obs.
80	+ 6° 1462	53,0	+ 6 18	8,0	Espin
81	Es. 1144	55,3	+ 68 19	10	„
82	— 3° 1685	56,0	— 3 7	7,7	„
83	— 7° 1742	7 2,1	— 7 24	8,3	„
84	— 11° 1805	3,4	— 11 46	7,6	Secchi
85	+ 14° 1594	6,6	+ 14 53	9,0	Espin
86	+ 25° 1643	14,9	+ 25 10	9,2	„
87	— 3° 1873	18,1	— 4 2	9,2	Harvard-Obs.
88	— 3° 1885	19,9	— 4 2	8,7	Espin
89	— 2° 2101	20,2	— 2 57	9,0	„
90	+ 24° 1686	25,8	+ 24 43	8,2	„
91	+ 2° 1715	31,3	+ 2 18	9,3	„
92	U Canis Min.	35,9	+ 8 37	Var.	Vogel

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
93	+ 5° 1797	7 43,4	+ 5 40	9,0	Espin
94	C. G. C. 10488	53,5	— 49 43	8	Pechüle
95	— 12° 2289	57,5	— 12 44	10	Harvard-Obs.
96	— 38° 4049	8 1,7	— 38 29	—	„
97	— 22° 2160	3,1	— 22 38	8,6	„
98	+ 3° 1958	14,9	+ 3 5	8,3	Espin
99	— 17° 2442	15,2	— 17 57	9,1	Harvard-Obs.
100	C. G. C. 11890	42,4	— 29 21	7,9	„
101	+ 17° 1973	49,7	+ 17 37	6,5	d'Arrest
102	T Cancri	51,0	+ 20 14	Var.	Espin
103	+ 14° 2048	9 8,3	+ 14 37	8,8	Harvard-Obs.
104	—	13,5	— 65 49	—	„
105	— 1° 2312	45,9	— 1 33	8,9	„
106	— 22° 2739	46,4	— 22 33	6,6	Secchi
107	—	51,3	— 41 7	7,5	Pechüle
108	C. G. C. 13699	57,9	— 59 49	$7^3/_4$	„
109	C. G. C. 13896	10 7,5	— 34 50	$7^1/_4$	„
110	C. G. C. 14440	30,8	— 39 3	5,9	Harvard-Obs.
111	U Hydrae	32,6	— 12 52	Var.	Secchi
112	+ 68° 617	38,1	+ 67 56	6,2	Dunér
113	—	42,5	— 65 5	—	Harvard-Obs.
114	V Hydrae	46,8	— 20 43	Var.	Secchi
115	+ 69° 644	56,5	+ 69 47	8,9	Harvard-Obs.
116	C. Z. C. 11^h 129	11 2,9	— 54 35	9	„
117	C. Z. C. 11^h 742	11,2	— 57 23	9	„
118	— 13° 3407	30,7	— 14 2	8,5	„
119	C. G. C. 15946	35,0	— 72 0	8,5	„
120	—	55,3	— 54 33	—	„
121	—	12 9,4	— 50 58	—	„
122	—	19,3	— 48 51	—	„
123	+ 1° 2694	20,1	+ 1 19	8,1	Secchi
124	— 37° 7905	24,0	— 37 42	8,8	Harvard-Obs.
125	+ 46° 1817	40,4	+ 45 59	5,5	Secchi
126	+ 66° 780	52,5	+ 66 32	7,3	„
127	+ 38° 2389	54,7	+ 38 21	8,6	Harvard-Obs.
128	C. Z. C. 13^h 717	13 13,4	— 73 55	$8^1/_2$	„
129	C. G. C. 18157	15,5	— 63 42	8	„
130	C. Z. C. 13^h 1490	26,4	— 53 19	9 6	„
131	C. G. C. 18947	51,6	— 55 51	8	„
132	C. G. C. 19254	14 7,4	— 53 28	7,5	„
133	C. G. C. 19416	15,7	— 49 24	$8^1/_2$	„
134	C. G. C. 19745	29,5	— 42 56	8,5	„
135	—	52,2	— 53 0	—	„
136	C. G. C. 20554	15 4,8	— 69 42	6,2	„
137	C. G. C. 20937	21,9	— 24 49	7,6	„
138	V Coronae	45,9	+ 39 52	Var.	Dunér

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
139	R R Herculis	16 1,5	+ 50 46	Var.	Espin
140	—	21,1	— 43 26	—	Harvard-Obs.
141	V Ophiuchi	21,2	— 12 12	Var.	Dunér
142	—	39,8	— 67 36	—	Harvard-Obs.
143	C. G. C. 23005	54,3	— 54 55	$8^1/_2$	"
144	—	17 11,6	— 45 52	—	"
145	— 19° 4644	23,9	— 19 23	7,8	Dunér
146	C. G. C. 23935	34,7	— 57 40	7,0	Harvard-Obs.
147	— 18° 4634	39,1	— 18 37	8,5	Dunér
148	C. Z. C. 17h 2657	40,8	— 35 40	8,0	Harvard-Obs.
149	T Draconis	54,9	+ 58 14	Var.	Espin
150	— 39° 12196	58,2	— 39 20	9,0	Harvard-Obs.
151	+ 9° 3576	18 4,0	+ 9 26	9,4	"
152	— 19° 4907	7,8	— 19 16	9,5	Espin
153	Holden 150	7,9	— 19 7	—	"
154	— 13° 4918	12,7	— 13 29	9,2	"
155	— 15° 4923	13,6	— 15 39	9,0	Harvard-Obs.
156	— 38° 12843	23,4	— 38 29	9,5	"
157	+ 4° 3779	26,4	+ 4 19	9,3	Espin
158	T Lyrae	28,9	+ 36 55	Var.	Secchi
159	— 7° 4633	31,6	— 7 41	9,0	Espin
160	+ 32° 3160	33,6	+ 33 1	9,3	"
161	C. Z. C. 18h 1935	35,2	— 51 51	9	Harvard-Obs.
162	+ 36° 3243	39,4	+ 36 52	7,5	Secchi
163	— 8° 4726	44,9	— 8 1	7,1	Dunér
164	+ 0° 4046	52,4	+ 0 19	9,2	Espin
165	+ 14° 3729	54,0	+ 14 14	9,0	Dunér
166	+ 10° 3764	57,5	+ 10 6	9,5	Espin
167	V Aquilae	59,1	— 5 50	Var.	Vogel
168	C. G. C. 26129	59,7	— 38 17	8,3	Harvard-Obs.
169	— 16° 5272	19 13,4	— 16 6	6,8	"
170	+ 10° 3857	13,8	+ 10 20	9,5	Espin
171	U Lyrae	16,6	+ 37 41	Var.	"
172	+ 76° 734	25,1	+ 76 22	6,5	Secchi
173	+ 45° 2906	25,8	+ 45 50	8,6	Espin
174	— 16° 5360	28,6	— 16 35	7,2	Secchi
175	+ 32° 3522	37,1	+ 32 23	8,0	Dunér
176	— 18° 5480	40,6	— 18 24	9,1	Harvard-Obs.
177	Es. 1021	42,9	+ 15 48	9,5	Espin
178	+ 85° 332	43,8	+ 85 9	9,2	Harvard-Obs.
179	+ 24° 3902	46,3	+ 24 41	9,2	Espin
180	Es. 415	46,7	+ 14 45	9,8	"
181	+ 43° 3425	54,0	+ 43 59	8,2	Dunér
182	— 7° 5141	55,7	— 7 39	9,8	Harvard-Obs.
183	+ 9° 4369	56,3	+ 9 14	8,7	"
184	Es. 181	57,1	+ 30 33	9,5	Espin

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
185	+ 20° 4390	19 58,9	+ 20 48	9,4	Espin
186	+ 40° 4001	20 0,9	+ 40 9	9,5	"
187	—	5,1	+ 35 31	—	Harvard-Obs.
188	+ 41° 3632	6,3	+ 41 12	Var.	Espin
189	+ 47° 3031	6,4	+ 47 33	Var.	Dunér
190	R Y Cygni	6,6	+ 35 38	Var.	Harvard-Obs.
191	Pickering 38	7,3	+ 35 48	—	"
192	R S Cygni	9,8	+ 38 28	Var.	Dunér
193	— 21° 5672	11,2	— 21 37	Var.	Secchi
194	Es. 1170	11,8	+ 36 47	11	Espin
195	Es. 900	12,4	+ 37 34	10	"
196	Es. 417	13,2	+ 49 38	Var.	"
197	Es. 902	13,3	+ 36 36	11,5	"
198	+ 37° 3876	14,8	+ 37 5	9,5	"
199	U Cygni	16,5	+ 47 34	Var.	Secchi
200	+ 35° 4077	17,4	+ 35 18	9,5	Espin
201	+ 37° 3903	17,9	+ 37 13	9,4	"
202	R W Cygni	25,2	+ 39 39	Var.	"
203	— 12° 5755	26,2	— 12 13	9,2	Harvard-Obs.
204	+ 40° 4210	27,4	+ 40 11	9,4	Espin
205	+ 68° 1140	36,1	+ 68 12	8,8	"
206	V Cygni	38,1	+ 47 47	Var.	Vogel
207	+ 45° 3271	43,5	+ 45 41	Var.	Espin
208	+ 32° 3954	45,2	+ 32 51	9,4	"
209	Es. 1172	21 6,5	+ 32 57	9,1	"
210	C. G. C. 29232	13,6	— 45 27	6,0	Harvard-Obs.
211	Es. 923	14,4	+ 51 49	9,5	Espin
212	C. G. C. 29252	15,2	— 70 10	6,8	Harvard-Obs.
213	+ 41° 4114	18,6	+ 41 58	9,5	Dunér
214	+ 61° 2134	23,3	+ 62 8	8,8	Espin
215	+ 49° 3535	25,8	+ 49 53	9,4	"
216	+ 47° 3429	26,1	+ 48 7	9,5	"
217	S Cephei	36,5	+ 78 10	Var.	Dunér
218	—	36,6	— 65 30	—	Harvard-Obs.
219	+ 34° 4500	37,8	+ 35 3	6,2	d'Arrest
220	R V Cygni	39,1	+ 37 34	Var.	Secchi
221	+ 53° 2693	40,7	+ 53 15	9,2	Espin
222	Es. 931	43,0	+ 52 5	9,5	"
223	+ 52° 3036	43,6	+ 52 13	9,3	"
224	+ 49° 3673	51,5	+ 50 1	9,1	Dunér
225	C. G. C. 30526	22 16,6	— 46 27	6,7	Harvard-Obs.
226	Es. 1046	24,8	+ 64 23	10	Espin
227	+ 60° 2432	40,4	+ 61 12	8,9	"
228	+ 54° 2863	43,6	+ 54 38	9,5	"
229	+ 45° 4121	57,2	+ 45 21	9,5	"
230	Es. 1048	23 6,0	+ 60 43	9,0	"

Nr.	Bezeichnung des Sterns	α (1900)	δ (1900)	Größe	Autorität
		h m	° ′		
231	— 21° 6376	23 6,3	— 21 32	9	Harvard-Obs.
232	+ 48° 4051	22,2	+ 48 58	9,3	Espin
233	+ 2° 4709	41,3	+ 2 56	6,2	Secchi
234	+ 5° 5223	44,0	+ 5 50	8,7	Harvard-Obs.
235	+ 60° 2634	48,0	+ 60 27	9,0	Espin
236	+ 59° 2810	56,2	+ 59 48	7,8	Dunér
237	+ 42° 4827	59,5	+ 43 0	8,4	Espin

6. Der Wolf-Rayetsche Sterntypus. Einem besondern Sterntypus gehören einige Fixsterne an, deren erste 1867 von Wolf und Rayet auf der Pariser Sternwarte entdeckt wurden und die man deshalb als Wolf-Rayetsche Sterne zu bezeichnen pflegt. Ihr Spektrum ist charakterisiert durch helle Linien oder Banden, die einem kontinuierlichen Spektrum aufgelagert sind, in einigen Fällen zeigen sich auch dunkle Linien. W. Huggins hat bei vier Sternen dieser Gruppe genaue Untersuchungen darüber angestellt, ob die blaue Linie ihrer Spektra mit der des Kohlenwasserstoffspektrums zusammenfällt, doch war das Ergebnis negativ[1]). Nach W. W. Campbell[2]) giebt die folgende Tabelle alle bis jetzt bekannten Sterne dieses Typus. In derselben sind die Namen der Entdecker durch Buchstaben bezeichnet: H. C. O. = Sternwarte des Harvard-College, P. = Edw. C. Pickering, R. = Respighi, C. = Copeland, W.-R. = Wolf-Rayet.

Nr.	Stern	Größe	α (1900)	δ (1900)	Gal. Länge	Gal. Breite	Autorität
			h m	° ′	° ′	° ′	
1	DM. + 63° 83	9,5	0 37,5	+ 64 14	89 53	+ 2 14	H. C. O.
2	„ + 56° 686	9,1	2 33,9	+ 56 18	105 21	— 2 18	„
3	„ + 56° 731	9,5	2 44,8	+ 56 31	106 37	— 1 26	„
4	Cord. G. C. 8631	7,2	6 50,0	— 23 48	202 19	— 8 52	P.
5	γ Argus	3	8 6,5	— 47 2	230 20	— 6 59	R.
6	Cord. Z. C. 8h 4141	9	8 51,6	— 47 12	235 13	— 1 4	C.
7	Cord. G. C. 13554	8½	9 51,6	— 57 15	248 43	— 2 19	H. C. O.
8	—	—	10 6,1	— 62 5	253 0	— 5 14	„
9	—	—	10 7,6	— 60 8	252 4	— 3 30	„
10	—	—	10 13,3	— 57 24	251 14	— 0 48	„
11	—	—	10 14,4	— 62 9	253 51	— 4 46	„
12	—	—	10 22,9	— 58 8	252 42	— 0 46	„
13	Cord. G. C. 14626	7,2	10 37,4	— 59 9	254 51	— 0 46	„
14	Cord. Z. C. 10h 2684	9	10 37,8	— 58 15	254 29	+ 0 4	C.
15	Cord. G. C. 14684	6,9	10 40,1	— 59 36	255 21	— 1 1	H. C. O.
16	„ 14691	8½	10 40,3	— 59 12	255 48	— 0 40	„

[1]) Proceed. Royal Soc., Vol. 49, Nr. 269. — [2]) Astronomy and Astrophysics, 1894, Nr. 126, p. 448.

Nr.	Stern	Größe	α (1900)	δ (1900)	Gal. Länge	Gal. Breite	Autorität
			h m	° ′	° ′	° ′	
17	—	—	10 43,4	— 58 41	255 20	— 0 1	H. C. O.
18	—	—	10 47,9	— 61 46	257 5	— 2 36	„
19	Cord. G. C. 14965	$8^1/_2$	10 52,0	— 59 51	256 49	— 0 38	„
20	—	—	10 55,8	— 57 17	256 16	+ 1 56	„
21	Cord. G. C. 15220	8,2	11 2,3	— 64 58	259 53	— 4 53	„
22	„ 15305	8	11 5,8	— 60 26	258 38	— 0 31	C.
23	—	—	11 55,2	— 54 33	263 29	+ 6 53	H. C. O.
24	Cord. G. C. 17840	6	13 1,7	— 64 46	272 19	— 2 51	„
25	—	—	13 11,5	— 57 36	274 13	+ 4 8	C.
26	—	—	13 24,3	— 61 34	275 15	— 0 1	H. C. O.
27	—	—	13 36,3	— 66 55	275 30	— 5 31	„
28	Cord. Z. C. 15^h 934	9	15 15,9	— 62 20	287 4	— 5 34	„
29	—	—	15 55,0	— 62 28	290 34	— 8 28	„
30	Cord. Z. C. 15^h 4129	$8^1/_2$	16 0,6	— 25 57	290 39	+17 39	„
31	Cord. G. C. 22748	5,9	16 44,5	— 41 4	311 20	+ 0 44	„
32	„ 22763	7,5	16 45,3	— 41 41	310 56	+ 0 14	„
33	„ 22827	7	16 47,3	— 41 40	311 11	— 0 3	C.
34	„ 22838	8,2	16 47,9	— 44 50	308 47	— 2 7	H. C. O.
35	„ 22843	6,4	16 48,0	— 41 0	311 47	+ 0 17	„
36	„ 23072	6,5	16 57,0	— 38 0	315 23	+ 0 45	„
37	„ 23073	7,1	16 57,2	— 37 42	315 29	+ 0 55	„
38	„ 23416	7,2	17 12,1	— 45 32	310 47	— 5 57	„
39	Cord. Z. C. 17^h 3612	9	17 55,1	— 32 42	326 8	— 6 15	„
40	SDM. — 19^0 4854	9,6	18 2,1	— 19 25	338 33	— 1 54	„
41	„ — 21^0 4864	7,8	18 2,5	— 21 16	336 56	— 2 5	P.
42	„ — 11^0 4593	8,7	18 13,5	— 11 40	347 36	+ 0 35	H. C. O.
43	DM. + 30^0 3639	9,3	19 30,9	+ 30 19	32 26	+ 3 57	„
44	„ + 35^0 3953	7,0	20 2,2	+ 35 31	40 20	+ 1 10	„
45	„ + 35^0 4001	8,5	20 6,5	+ 35 53	41 8	+ 0 39	W.-R. 1
46	„ + 35^0 4013	8,0	20 8,2	+ 35 54	41 20	+ 0 24	„ 2
47	„ + 37^0 3821	7,1	20 8,4	+ 38 3	43 7	+ 1 35	C.
48	„ + 36^0 3956	8,0	20 10,8	+ 36 21	42 1	+ 0 13	W.-R. 3
49	„ + 36^0 3987	8,1	20 13,3	+ 37 7	42 56	+ 0 15	P.
50	„ + 38^0 4010	8,7	20 15,8	+ 38 25	44 16	+ 0 37	H. C. O.
51	„ + 43^0 3571	7,5	20 17,1	+ 43 32	48 32	+ 3 27	„
52	„ + 36^0 4028	9,5	20 17,8	+ 36 36	43 2	— 0 46	„
53	„ + 55^0 2721	8,9	22 15,0	+ 55 37	70 29	— 0 50	„
54	—	10	22 23,7	+ 55 46	71 38	— 1 20	„
55	DM. + 56^0 2818	8,9	22 32,9	+ 56 23	73 3	— 1 25	„

Campbell hat die meisten dieser Sterne auf der Lick-Sternwarte spektroskopisch untersucht und gefunden, daß die Lage der Linien zwar Ähnlichkeiten, aber keine Übereinstimmung mit derjenigen in den Spektren der Chromosphäre, den sogenannten neuen Sternen oder den Gasnebeln zeigt. Ferner hat Campbell gefunden[1]), daß der Stern Nr. 43 des obigen Verzeichnisses von einer

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3200.

großen Wasserstoffatmosphäre umgeben ist. Die Linie H β erscheint nämlich bei richtiger Stellung des Collimators und weitem Spalte als gut begrenzte, runde Scheibe, bei engem Spalte als Linie, welche das fadenförmige Sternspektrum kreuzt. Prof. Keeler hat diese Beobachtung bestätigt[1]) und meint, daß an einem großen Reflektor, vielleicht unter Zuhülfenahme eines blauen Glases, möglicherweise jene Umhüllung durch bloße Okularbeobachtung erkannt werden könnte.

Nach einer Bemerkung Edw. Pickerings stehen die Wolf-Rayetschen Sterne sämtlich nahe der Mittellinie der Milchstraße und zeigen eine gewisse Tendenz in Gruppen aufzutreten. Nimmt man den Nordpol der Milchstraße (für 1900) in α 12^h 40^m und δ $+$ 28^0 und zählt die Längen nordwärts vom aufsteigenden Knoten (in α 18^h 40^m), so ergeben sich für die gallaktischen Längen und Breiten die in der 6. und 7. Kolumne der Tabelle (S. 361 und 362) angegebenen Werte.

7. Das Spektrum von ξ Puppis. Ein höchst merkwürdiges, von allen anderen verschiedenes Spektrum zeigt nach den photographischen Aufnahmen in Arequipa der Stern ξ Puppis[2]). Derselbe ist 2,5. Größe und sein kontinuierliches Spektrum wird von drei Liniensystemen durchzogen. Die Wasserstofflinien und ebenso die Linie K erscheinen darin dunkel wie in den Spektren der Sterne des I. Typus, dann aber erblickt man zwei helle Linien von den Wellenlängen λ 4652 und 4698 und endlich ist eine Reihe von Linien sichtbar mit den Wellenlängen λ 3814, 3857, 3923, 4028, 4203, 4505, letztere sehr schwach. Diese Linien bilden nach E. Pickering eine rhythmische Reihe, ähnlich derjenigen des Wasserstoffs und gehören einem bis jetzt unbekannten Elemente an.

8. Die Anwesenheit von Sauerstoff und Stickstoff in den Atmosphären einiger Sterne ist durch die photographischen Aufnahmen ihrer Spektra höchst wahrscheinlich geworden. Huggins fand[3]) in den Spektren von β Orionis und β Lyrae in der Spektralregion bei K etwa 10 Linien, die nach Lage und Intensität mit solchen Linien übereinstimmen, die Neovius als dem Sauerstoff angehörig nachgewiesen hat. Ebenso zeigen Bellatrix und Rigel, sowie einige andere Sterne, dunkle Linien, deren Position mit derjenigen der stärksten Stickstofflinie (λ 3995) übereinstimmt, im Spektrum von Bellatrix zeigen sich auch noch einige andere Stickstofflinien. Huggins hält hiernach die Anwesenheit von Sauerstoff und Stickstoff auf diesen Sternen für äußerst wahrscheinlich. Das Gleiche behauptet[4]) F. McClean gemäß seinen Aufnahmen für β Crucis und D. Gill ist durch spektrographische Aufnahmen mittels des neuen photographischen Refraktors der Kap-Sternwarte zu gleichen Ergebnissen bei β Crucis gelangt[5]). Er findet in dessen Spektrum nicht nur Linien des Wasserstoffs, Heliums und Sauerstoffs, sondern auch eine Kohlenlinie (λ 4267,2) und eine Magnesiumlinie (λ 4481,17). Ferner betont Gill, daß die Spektra von β Crucis, β und ε Canis majoris und wahrscheinlich auch von β Centauri praktisch völlig identisch sind.

---

[1]) Astrophys. Journal, Vol. 8, p. 113. — [2]) Harvard Coll. Ob. Circular, Nr. 12. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3565, 3583. — [4]) Proc. Royal Soc., Vol. 62, p. 417. — [5]) Astrophys. Journal, Vol. 10, p. 272.

9. Doppelstern-Spektra. W. Huggins ist es gelungen, bei mehreren Doppelsternen die Spektra gesondert zu photographieren[1]). Der Doppelstern 12 Canum zeigt in beiden Komponenten das Spektrum der weißen Sterne der I. Klasse; bei γ Leonis zeigen beide Sterne das Spektrum II. Klasse, dagegen sind bei β Cygni die Spektra verschieden, indem der Hauptstern 3. Größe ein Spektrum II. Klasse, der Begleiter 5. Größe ein solches I. Klasse zeigt. In den Jahren 1893 bis 1897 hat Huggins auch die Spektra der drei Hauptsterne im Trapez des Orion mit allen ihren Linien gesondert darzustellen vermocht. Diese Spektra sind reich an hellen und dunkeln Linien und zeigen außerdem die Eigentümlichkeit, daß die hauptsächlichsten breiten, hellen Linien von schmalen dunkeln überlagert sind, und zwar so, daß die helle Linie meist etwas seitlich von der dunkeln liegt. Diese Asymmetrie zeigt sich besonders bei den Wasserstofflinien von Hβ bis Hπ; man könnte hierbei an die Überlagerung zweier Spektra denken, doch hält Huggins den Zeitpunkt noch nicht für gekommen, um eine Erklärung dieser Erscheinung zu geben.

10. Einfluß der Rotation der Fixsterne auf die Verbreiterung der Spektrallinien. Denselben hat zuerst 1877 W. Abney in Betracht gezogen[2]). Er wollte die Verbreiterung der Wasserstofflinien in den Spektren der Klasse Ia daraus erklären, ja sogar aus der Größe der Verbreiterung eine mittlere Rotationszeit für diese Sterne ableiten. Prof. Vogel hat damals darauf hingewiesen, daß diese theoretisch durchaus richtige Betrachtung zur Erklärung der breiten Wasserstofflinien in den Sternen der I. Spektralklasse aus mehreren Gründen nicht zulässig sei, besonders auch deshalb nicht, weil eine Linienverbreiterung durch Rotation sich auf alle Linien im Spektrum erstrecken müsse, und scharfe, schmale Linien neben den breiten Wasserstofflinien, wie sie die Spektra der Klasse Ia thatsächlich zeigen, nicht vorhanden sein dürfen, wenn die Erklärung zulässig sein solle. Dieser Einwurf war nach dem Stande der damaligen Beobachtungen vollkommen richtig. Mit den inzwischen vervollkommten optischen Apparaten und mit dem über alles Erwarten wertvollen Hülfsmittel zu welchem die Photographie sich ausgebildet hat, hat sich der Standpunkt verschoben, und Prof. Vogel hält[3]) gegenwärtig die Verbreiterung der Linien durch Rotation bei α Aquilae, β und δ Leonis, vielleicht auch bei β Cassiopeiae, für recht wahrscheinlich. Bei α Aquilae findet er noch eine Stütze für diese Annahme darin, daß aus den neueren Beobachtungen eine periodische Bewegung des Sterns, wie sie eintreten könnte, wenn ein Begleiter mit einer relativ zu der des Hauptsterns nicht zu geringen Masse vorhanden wäre, nicht abgeleitet werden kann. Bei der Rotationsgeschwindigkeit eines Punktes des Sternäquators von 27 km in der Sekunde würde in linienreichen Gegenden des Spektrums ein Zusammenfließen von Linien eintreten können. Diese Geschwindigkeit ist nur doppelt so groß als diejenige eines Punktes am Jupiteräquator, also keineswegs sehr unwahrscheinlich.

---

[1]) Compt. Rend. Acad., Paris 1898, Vol. 125, p. 512. — [2]) Monthly Notices, Vol. 37, Nr. 1 u. 2. — [3]) Sitzungsber. d. Königl. Preuß. Akad., 1898, Bd. 46.

Über die spektroskopische Ermittelung der Eigenbewegungen der Fixsterne und die Auffindung spektroskopischer Doppelsterne wird an anderer Stelle dieses Werkes gehandelt.

Die veränderlichen Sterne.

1. Veränderlichkeit des Sternenlichtes war dem Altertume und dem Mittelalter völlig unbekannt. Die erste Wahrnehmung dieser Art machte David Fabricius, der am 13. August 1596 den Stern o Ceti von der 3. Größe beobachtete, aber im folgenden Oktober sich vergeblich nach demselben umsah. Sieben Jahre später trug Johann Bayer in seine Uranometrie den Stern als 4. Größe ein, aber erst Johann Phocylides Holwarda erkannte dessen periodische Veränderlichkeit, als er ihn im Dezember 1638 von der 3. Größe sah, ihn im folgenden Sommer vergebens suchte, aber am 7. November an dem alten Orte wiedererblickte. Dieser ersten Entdeckung eines veränderlichen Sterns reihte sich nach ungefähr 30 Jahren eine weitere an, indem 1667 Geminiano Montanari die Veränderlichkeit von β Persei bemerkte, wenngleich freilich erst Goodricke 1782, also mehr als ein volles Jahrhundert später, den wahren Charakter dieser Variabilität ergründete. Der Entdeckung der Veränderlichkeit von χ Cygni durch Gottfried Kirch (1687) folgte diejenige von 30 Hydrae durch Maraldi (1704), R Leonis (1780) durch Koch, R Coronae (1782) und R Scuti (1784) durch Pigott, β Lyrae und δ Cephei (1784) durch Goodricke, η Aquilae (1785) wiederum durch Pigott, α Herculis (1795) durch W. Herschel und am Beginn des gegenwärtigen Jahrhunderts von vier anderen Sternen durch Harding. Nach einer langen Pause von vielen Jahrzehnten waren es dann die fleißigen Arbeiten von Argelander, Schmidt, Hind, Chacornac, Baxendell, Pogson und anderen, durch welche die Zahl der als sicher veränderlich erkannten Sterne zunahm. Zuletzt hat die photographische Aufnahme des Himmels in kurzen Zwischenräumen ganze Scharen neuer Veränderlichen ans Licht gezogen, darunter mehr als 300 in verschiedenen Sternhaufen. Außerdem haben die genauen photometrischen Untersuchungen von G. Müller und P. Kempf erwiesen, daß manche Sterne in jahrelangen Perioden nur um Bruchteile einer Größenklasse in ihrer Helligkeit schwanken. Für den Stern BD $+30^{\circ}591$ ist dies wenigstens von den Genannten sicher gestellt; denn dessen Helligkeit schwankte zwischen 1888 und 1898 um 0,6 Größenklasse und die Dauer des Lichtwechsels beträgt wahrscheinlich $7^2/_3$ Jahre [1]).

2. Kataloge der Veränderlichen. Das erste größere Verzeichnis veränderlicher Sterne, in welchem zugleich die maßgebend gewordenen Normen für die Bezeichnungsweise derselben (durch die großen Buchstaben des Alphabets von R an und Beifügung des Sternbildnamens für Sterne die noch keine andere Bezeichnung haben) aufgestellt wurden, gaben Schoenfeld und

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3491, 3577.

Winnecke[1]). Einen umfassendern Katalog veröffentlichte Edward C. Pickering[2]), und Chandler arbeitete nicht nur mehrere Kataloge der Veränderlichen aus [der dritte von 1896[3]) enthält nahezu 400 Nummern], sondern gab auch ein umfassendes, auf die Quellen zurückgreifendes Verzeichnis aller der Veränderlichkeit verdächtigen Sterne[4]). Seitdem sind viele neue Veränderliche aufgefunden worden, meist mit Hülfe der Photographie und des Spektroskops, und die Entdeckungen dieser Art sind sogar zahlreicher als die Auffindungen neuer Planeten. Über die meisten derselben liegen freilich genauere Angaben betreffend Periode und Art des Helligkeitswechsels überhaupt nicht oder nur unvollständig vor, so daß die Aufstellung eines vollständigen Verzeichnisses der am Schluß des gegenwärtigen Jahrhunderts bekannten Veränderlichen augenblicklich nicht thunlich ist. Soweit als möglich sammelt seit mehreren Jahren Dr. E. Hartwig die Angaben, prüft dieselben durch eigene Beobachtungen zu Bamberg und veröffentlicht die Ergebnisse in der Vierteljahrsschrift der astronomischen Gesellschaft. Die Schwierigkeit der Beobachtung vieler Veränderlichen, besonders in ihren schwachen Lichtphasen, wird vermehrt durch den Mangel an genauen Karten zur sichern Identifizierung derselben. Diesem abzuhelfen, hat P. J. G. Hagen von der Sternwarte des Georgetown-College in Nordamerika das große Unternehmen eines Atlas der veränderlichen Sterne begonnen[5]). Derselbe wird in drei Klassen zerfallen, von denen die erste und wichtigste alle (150) Sterne umfaßt, die im Minimum in einem 3zölligen Kometensucher verschwinden, für welche also die Bonner Karten nicht ausreichen; die zweite diejenigen Sterne, welche im Minimum heller als 10. Größe bleiben, für die also die Bonner Karten genügen; die dritte endlich die Veränderlichen, welche mit bloßem Auge oder einem Opernglase vollständig verfolgt werden können. Die Karten der ersten Klasse decken je ein Feld von jedesmal einem Quadratgrad, in dessen Mitte der Veränderliche steht; sie gehen bis zu Sternen 13,5. Größe in der Umgebung des Veränderlichen, wobei die Helligkeiten, möglichst in Anlehnung an diejenigen der Bonner Durchmusterung, durch Schätzungen bestimmt sind.

3. Die allgemeine Verteilung der Veränderlichen über den Himmel läßt keine besonderen Eigentümlichkeiten erkennen, dagegen verdient der Umstand Erwähnung, daß nicht selten mehrere Sterne dieser Art in sehr großer Nähe beieinander angetroffen werden, so: R und S Tauri, R, S und die Nova T Scorpii, R, S, T Coronae austr. Ob dies zufällig ist oder auf eine gemeinsame Ursache deutet, muß zunächst dahingestellt bleiben. Jedenfalls scheint nach den neuesten Erfahrungen die Anzahl der veränderlichen Sterne erheblich größer zu sein als man vor wenigen Jahrzehnten glaubte, und Zöllners Princip, die Helligkeit aller Sterne als Funktion der Zeit zu betrachten, drängt sich in seiner Richtigkeit allmählich praktisch auf.

---

[1]) Vierteljahrsschrift d. astr. Ges., Bd. 3, S. 66 u. ff. — [2]) Proceed. Americ. Acad., Vol. 19 (N. S., Vol. 11), p. 296. — [3]) Astron. Journal, Vol. 16, Nr. 379, p. 145. — [4]) Ann. Harvard Obs., Vol. 14. — [5]) Atlas stellarum variabilium composita a Hagen et typis descripta subsidiis C. D. C. W. Bruce. Berlin 1900. Felix L. Dames.

4. Die Eigentümlichkeiten, welche auf Grund bloßer Okularbeobachtungen den veränderlichen Sternen zukommen, führen zu folgenden allgemeinen Sätzen:

1. Diese Sterne sind meist rot. 2. Die Dauer des Lichtwechsels ist um so länger, je tiefer der Farbenton erscheint. 3. Sterne, welche die größten Schwankungen der Periodendauer zeigen, weisen auch die größten Schwankungen der Helligkeit in identischen Teilen der Periode auf. 4. Die Lichtzunahme erfolgt rascher als die Lichtabnahme.

Auf die Sätze 1, 3 und 4 hat zuerst Schoenfeld mit Nachdruck hingewiesen[1]), der Satz 2 ist von J. Schmidt erwiesen worden[2]); indessen sind diese Sätze doch nur vergleichbar den Regeln der Grammatik, indem sie bestimmte Ausnahmen zeigen. Untersucht man aber nach diesen Gesichtspunkten die Veränderlichen, so treten sogleich zwei große Klassen derselben hervor, nämlich eine überwiegend zahlreiche Klasse A, für welche mehr oder weniger die Sätze 1 bis 3 gelten und eine zweite B, auf die sie keine Anwendung finden und für die auch Satz 4 nicht unbedingt gilt. Diese zweite Klasse B umfaßt Sterne von vorwiegend weißer Farbe, mäßigem oder nur geringem Lichtwechsel, der bei einer bestimmten Gruppe (a) derselben regelmäßig, bei einer andern (b) dagegen unregelmäßig, bisweilen sogar ohne Andeutung einer festen Periode stattfindet.

A. Die Veränderlichen des Mira-Typus. Zur Klasse A gehören Veränderliche wie o Ceti, χ Cygni, R Hydrae, R Leonis, R Coronae, R Aquarii, R Serpentis, R Cancri u. a., die ihre Helligkeit vielfach um 6 und mehr Größenklassen ändern, und von denen manche im Minimum selbst für sehr lichtstarke Instrumente unsichtbar werden. Man kann sie kurz als Sterne des Miratypus bezeichnen. Eine besondere Eigentümlichkeit dieser Sterne ist, daß die durchschnittliche Periodendauer sehr oft zwischen 300 und 400^d liegt. Von 218 Sternen des Chandlerschen Katalogs haben 7 eine Periodendauer von 50 bis 100^d, 22 eine solche von 100 bis 200^d, 60 von 200 bis 300^d, 68 von 300 bis 400^d, 19 von 400 bis 500^d und 3 von über 500^d. Sind auch zweifellos sehr viele Perioden nur ungenau bekannt, so bleibt doch das Übergewicht der Veränderlichen mit einer Periode die sich der Dauer des irdischen Jahres nähert, nicht weniger merkwürdig.

In spektroskopischer Beziehung sind diese Sterne dadurch ausgezeichnet, daß sie meist der III. Spektralklasse angehören und nahe dem Maximum ihres Lichtes vielfach helle Wasserstofflinien zeigen. Mrs. Fleming hat für 65 Veränderliche dieser Klasse ein solches Verhalten nachgewiesen und nicht weniger als 34 neue Veränderliche dadurch aufgefunden[3]). Daß wirkliche (und nicht bloß scheinbare) Veränderungen im Spektrum dieser Sterne stattfinden, hat T. E. Espin für R Coronae und mehrere andere Sterne der nämlichen Klasse ziemlich sicher nachgewiesen[4]). Bei R Leporis fand d'Arrest[5]) um die Zeit des Maximums im Januar 1875, als der Stern 7,8. Größe

---

[1]) 36. Mannheimer Jahresbericht 1870. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 1897. — [3]) Astrophys. Journal, Vol. 1, p. 27. — [4]) Monthly Notices, Vol. 51, Nr. 1. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 2036.

war, ein schönes Spektrum des IV. Secchischen Typus mit breiten Banden und bemerkte, daß dieses Spektrum nicht in jedem Jahre und stets nur kurze Zeit sichtbar ist. Vogel hatte 1873 bereits ähnliches beobachtet [1]). Nur wenige Sterne dieser Klasse können hier besonders besprochen werden.

o Ceti, der zuerst entdeckte (und deshalb von Hevel Mira, der Wunderbare, genannt), ist in Bezug auf Periodendauer und Helligkeitswechsel überaus unregelmäßig. Nach Argelander [2]) beträgt die mittlere Periodenlänge $331{,}3363^d$ und derselbe giebt eine komplizierte Formel zur Darstellung der Zeiten des größten Lichts. Sie reicht indessen nicht aus letztere darzustellen, indem Abweichungen bis zu 20^d stattfinden. Die Unregelmäßigkeiten der Helligkeit sind sehr beträchtlich, bisweilen erreicht der Stern im Maximum kaum die 4. Größe, zu anderer Zeit (wie in der glänzenden Erscheinung von 1779) wächst er zur Helligkeit eines Sterns 1. bis 2. Größe an. Ob in diesen scheinbar unregelmäßigen Veränderungen eine größere Periode zum Ausdruck kommt, ist unbekannt; Argelander vermutete eine solche von etwa 40 Jahren.

Das Spektrum von o Ceti wurde schon von Secchi untersucht [3]) und dieser fand im Februar 1867, als der Stern 4,5. Größe war, dunkle Kanneliierungen in demselben, ähnlich wie in den Spektren von α Orionis und β Pegasi.

Die ersten genauen Aufnahmen dieses Spektrums hat Prof. Wilsing im Februar 1896 am photographischen Refraktor zu Potsdam erhalten [4]). Auf sämtlichen (7) Platten erscheinen die Wasserstofflinien und nur diese sehr hell und breit, aber am Orte von Hε zeigt sich die starke Absorptionslinie H(Ca) des Sonnenspektrums. Diese Thatsache erklärt Vogel durch die Annahme, daß die helle Linie durch die breite Calciumlinie λ 3968,6 absorbiert werde, daß also über der Schicht, welche die helle Wasserstofflinie giebt, eine kühlere Schicht von Calciumdampf sich befinde. Eine solche Konstitution der Atmosphäre des Sterns ist, aber wegen des höhern Atomgewichts des Calciums nur als vorübergehend denkbar und es ist deshalb von Wichtigkeit, festzustellen, ob die hellen Linien nur um die Zeit des Lichtmaximums des Sterns sichtbar sind oder auch in den schwächsten Phasen. Eine Vergleichung des Spektrums mit dem Sonnenspektrum ergab mit Ausnahme der hellen Wasserstofflinien, von Hγ ab nach Violett hin, eine nahezu vollkommene Übereinstimmung, nach Rot hin zeigen sich dagegen Abweichungen und es treten die für die Spektra der Klasse III a charakteristischen Bänder auf. Eine geringe Verschiebung der hellen Wasserstofflinien gegen Rot ließ sich vermuten und nahe Hζ zeigte sich eine kräftige Absorptionslinie von der gleichen Breite wie die helle Linie.

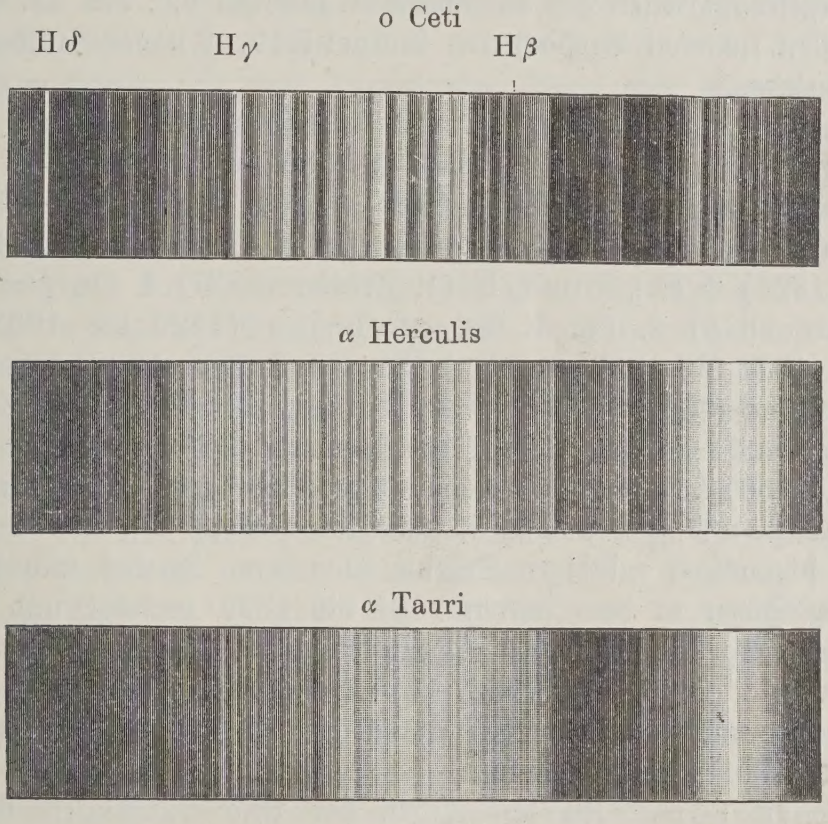
Seit 1897 hat W. W. Campbell das Spektrum von o Ceti mit dem großen Spektrographen der Lick-Sternwarte untersucht [5]). Dieser Spektrograph nimmt jedoch nur den Teil des Spektrums in der Umgebung von Hγ auf, aber die Spektrogramme zeigen zwischen den Wellenlängen λ 4270 und 4440 eine Menge Detail. Außer den dunklen Linien des 3. Secchischen

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2000. — [2]) Astr. Beob. auf d. Kgl. Sternwarte zu Bonn, Bd. 7, 1869. — [3]) Compt. Rend., Tom. 63, p. 625; Tom. 68, p. 959. — [4]) Sitzungsber. d. Kgl. Preuß. Akademie, 1896, Bd. 17, S. 795. — [5]) Astrophys. Journal, 1899, Vol. 9, p. 31.

Typus zeigen sich die hellen Wasserstoffbanden $H\gamma$, $H\delta$, $H\xi$, $H\eta$. Aus den Positionsmessungen von dunkeln Linien fand sich eine konstante Eigenbewegung des Sterns von + 62,3 km. Kurzzeitige Exponierungen ergaben, daß die hellen Banden γ und δ aus je drei hellen Linien bestanden, die merklich verschiedene Verschiebungen aus den normalen Positionen anzeigten. Campbell glaubt, daß diese ungleichen Verschiebungen möglicherweise besonderen Verhältnissen auf dem Sterne zuzuschreiben seien, nicht aber auf ungleiche Eigengeschwindigkeiten im Raume deuten.

P. W. Sidgreaves vom Stonyhurst-College-Observatorium hat in der Zeit vom 18. November 1897 bis 5. Februar 1898 während der größten Helligkeit von o Ceti eine Anzahl Spektralphotographieen dieses Sterns aufgenommen [1]) und die Wellenlängen der in denselben sichtbaren Linien (zwischen

Fig. 75.



λ 4052 und 5862) bestimmt. Hell zeigten sich folgende Linien und Bänder: λ 4101 ($H\delta$), 4350 ($H\gamma$), 4566 bis 4580, 4608 bis 4622, 4700 bis 4756, 4861 (vielleicht $H\beta$), 4924 bis 4950, 5114 bis 5161, 5374 bis 5446. Während der Zeit der Beobachtung blieb das Spektrum im wesentlichen unverändert, nur in den relativen Intensitäten des gelbgrünen und blauen Teiles schien zwischen dem 2. und 11. Dezember eine Änderung stattgefunden zu haben. Fig. 75 zeigt das Spektrum von o Ceti nach der Aufnahme am Stonyhorst-College-Observatorium 1897 November 29. und darunter das Spektrum von α Herculis und α Tauri, von welchen das letztere nahezu dem Aussehen des Sonnenspektrums entspricht.

[1]) Monthly Notices, 1898, Vol. 58, p. 344.

χ Cygni zeigt in seinem Lichtwechsel manche Ähnlichkeit mit o Ceti. Argelander fand die Periodendauer zu 406^d, doch kommen Abweichungen bis zu 40^d vor, in denen eine Regelmäßigkeit nicht zu entdecken ist. Auch die Helligkeit im Maximum ist sehr ungleich, bisweilen erreicht der Stern alsdann die 4. Größe, in anderen Maximalepochen bleibt er dem bloßen Auge unsichtbar.

R Coronae hat einen überaus unregelmäßigen Lichtwechsel, der sich durch keine bestimmte Periode darstellen läßt. Nach Argelanders Beobachtungen blieb der Stern von 1843 bis September 1845 unveränderlich, dann wurde er schwächer und sank unter 10. Größe herab, im Februar 1846 wurde er abermals sichtbar und erreichte im Mai ein Maximum, in welchem er bis Ende 1850 blieb; am 25. Februar 1851 war er verschwunden, wurde einen Monat später wieder sichtbar und blieb im Maximum bis Ende 1853. Solche Unregelmäßigkeiten des Lichtwechsels zwischen 6,5. und 12. Größe sind auch von allen späteren Beobachtern, Schoenfeld, Auwers und Schmidt, beobachtet worden.

η Argus, am südlichen Himmel innerhalb eines großen Nebelflecks stehend, wurde vom Pater Noël zwischen 1685 und 1689 als 2. Größe bezeichnet[1]), Halley fand 1677 den Stern 4. Gr., Lacaille (1751) 2. Gr., Burchell (1811 bis 1815) 4. Gr., Fallows (1822) 2. Gr., Brisbane (1822 bis 1826) 2. Gr., Burchell (1. Februar 1827) 1. Gr. (= α Crucis), (29. Februar 1828) 2. bis 1. Gr., Johnson (1829 bis 1833) 2. Gr., J. Hassel (1834 bis 1837) 1. bis 2. Gr., (2. Januar 1838) fast = α Centauri, Maclear (April 1843) fast = Sirius, Mackey (11. bis 14. April 1843) heller als Canopus, Gillis (Februar 1850) fast = Canopus, F. Abbot (1856) fast = α Centauri, dann (1859) 3. Gr., dabei matt und schlecht begrenzt, wie zum Erlöschen, schließlich (1861) sah Abbot den Stern mit einem schwachen, milchigen Scheine umgeben. Innes und Markwill haben[2]) den Stern in den Jahren 1884 bis 1899 verfolgt und aus ihren Beobachtungen ergeben sich folgende Helligkeiten desselben: 1884,23 7,51. Gr., 1886,2 7,60. Gr., 1896,4 7.58. Gr., 1897,2 7,60. Gr., 1899,5 7,71. Gr. Ob der Lichtwechsel unabhängig von Vorgängen in dem Nebel stattfindet, bleibt dahingestellt, ist aber wahrscheinlich.

U Geminorum. Zu den wegen der Unregelmäßigkeit ihres Lichtwechsels merkwürdigsten Veränderlichen gehört U Geminorum (α 7^h 49,2^m δ + 22° 16′ für 1900), von Hind 1855 entdeckt. Nach Schoenfelds Beobachtungen[3]) verweilt er meist an der Grenze der Sichtbarkeit für einen 6zölligen Refraktor, steigt dann aber in ungleichen Intervallen mit erstaunlicher Schnelligkeit um mehrere Größenklassen (im Februar 1869 um mindestens 3 Größenklassen in 24^h), um hierauf langsam und mit veränderlicher Lichtkurve abzunehmen. Keine bekannte derartige Erscheinung hat die Dauer von 20^d erreicht. Die Farbe des Sterns ist nicht auffällig. Schoenfeld glaubte, daß die Periode zwischen 70 und 150^d schwankt. Knott fand den

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1224. — [2]) Monthly Notices, Vol. 59, p. 570, Vol. 60. p. 223. — [3]) Jahresber. d. Mannheimer Vereins f. Naturkunde, 1875.

Stern am 13. Dezember 1877 etwa in 13,7. Größe, am 18. Dezember war er 9,8. Größe, am 26. Dezember bereits wieder 13,5. Größe.

SS Cygni (α 21^h 38^m 46^s δ + 43^0 7′ 35″ für 1900), ein Stern von ähnlichem, merkwürdigem Lichtwechsel, auf den neuerdings E. Hartwig aufmerksam machte [1]). Der Stern leuchtet nach längerer, gewöhnlich einen Monat dauernder Konstanz der Helligkeit plötzlich auf, innerhalb 24^h um 2,5 Größenklassen, erreicht in abwechselnd 3 oder 6^d ein Maximum, in dem er 3 bis 7^d verweilt, um nach gewöhnlich 9^d auf die ursprüngliche, nicht immer gleiche Minimalhelligkeit herabzusinken. Im Maximum ist er über 8., im Minimum etwa 12,5. Größe.

Der Doppelstern Lalande 10527, nahe bei ι Orionis, erschien am 31. Januar 1875 hell, 5. Größe, war aber nach L. Schulhofs Beobachtungen bereits anfangs März wieder in Abnahme [2]). Hind hat den Stern während 27 Jahren nie mit bloßem Auge erkannt, auch fehlt er in dessen Himmelsatlas. Seine Position (1875,0) ist α 5^h 28^m 54^s δ — 6^0 5,7′. Ob man es bei diesem Sterne mit einer sogenannten Nova oder einem unregelmäßig Veränderlichen von sehr langer Periode zu thun hat, muß unentschieden bleiben.

Über die Ursache des Lichtwechsels der Veränderlichen dieser Klasse ist Sicheres nicht zu sagen, der Zusammenhang der Dauer mit der Tiefe des roten Farbentons, die großen Unregelmäßigkeiten der Helligkeit und endlich auch die spektroskopischen Aussagen machen wahrscheinlich, daß es sich bei diesen Sternen um wirkliche physische Änderungen der Lichtausstrahlung handelt, um Prozesse, welche die Intensität derselben sehr erheblich verändern. Welcher Art diese Prozesse sind, bleibt dunkel. Klinkerfues hat die Bemerkung gemacht [3]), daß dieser Lichtwechsel durch eine Ebbe und Flut zu erklären sei, die bei Doppelsternen durch gegenseitige Anziehung in deren Atmosphären verursacht werde. Eine mathematische Prüfung dieser Hypothese durch J. Wilsing [4]) ergab, daß dieselbe zwar wenig geeignet ist, die unregelmäßigen Lichtschwankungen zu erklären, dagegen für periodisch regelmäßig verlaufende Helligkeitsänderungen annehmbar bleibt. Für die meisten Veränderlichen dieser Klasse darf man nach dem gegenwärtigen Zustande unseres Wissens von der Entwicklung der Weltkörper vielleicht annehmen daß sie im Stadium der Verschlackung ihrer Oberfläche sich befinden und die Helligkeitsschwankungen durch unregelmäßige Ausbrüche aus dem glühenden Innern der Sterne hervorgerufen werden.

B. Die Klasse B der veränderlichen Sterne ist vorwiegend weiß, nur ausnahmsweise gehört hierhin ein orangegelber Stern wie η Geminorum. Sie zerfallen in zwei Gruppen: a) solche, bei denen der Lichtwechsel regelmäßig und in einer festen Periode stattfindet, aber nur auf wenige Stunden beschränkt ist, wie bei Algol, und b) solche, bei denen nur ein geringer und unregelmäßiger Lichtwechsel stattfindet, wie bei ε Aurigae.

Die Veränderlichen des Algoltypus. Sie zeigen sämtlich eine weiße

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3553. — [2]) Astr.Nachr., Nr. 2036. — [3]) Nachr. d. Kgl. Ges. d. Wiss. zu Göttingen 1865, S. 1. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 2960.

	α 1900	δ 1900	Jährliche Änderung		Größe		Epoche, mittlere Zeit v Greenwich.
					Max.	Min.	
	h m s	° ′	s	′	m	m	h
Algol . . .	3 1 40	+ 40 34,2	+ 3,89	+ 0,23	2,3	3,5	1888, Jan. 3 7
λ Tauri . .	3 55 8	+ 12 12,5	+ 3,32	+ 0,17	3,4	4,2	1887, Dez. 6 11
S Cancri . .	8 38 14	+ 19 23,6	+ 3,44	— 0,21	8,2	9,8	1867, Aug. 31 14
δ Librae . .	14 55 38	— 8 7,3	+ 3,20	— 0,24	5,0	6,2	1867, Okt. 25 9
U Coronae .	15 14 7	+ 32 0,8	+ 2,45	— 0,22	7,5	8,9	1870, März 25 10
U Cephei .	0 53 23	+ 81 20,2	+ 5,09	+ 0,33	7,1	9,2	1880, Juni 23 9
U Ophiuchi	17 11 27	+ 1 19,3	+ 3,04	— 0,07	6,0	6,7	1881, Juli 17 14
R Canis maj.	7 14 56	— 16 12,4	+ 2,70	— 0,11	5,9	6,7	1887, März 26 15
Y Cygni . .	20 48 4	+ 34 17,0	+ 2,40	+ 0,22	7,1	7,9	1886, Dez. 9 12
							Dez. 10 21
S Antliae .	9 27 56	— 28 11,2	+ 2,63	— 0,26	6,7	7,3	1888, April 13 12
Z Herculis .	17 53 36	+ 15 8,8	+ 2,71	— 0,01	7,13	8,32	1894, Sept. 14 8
S Velorum .	9 29 27	— 44 45,9	+ 2,26	— 0,26	7,8	9,3	1894, Mai 1 8
W Delphini	20 33 7	+ 17 55,9	+ 2,73	+ 0,21	9,5	12	1896, Jan. 5 13
RS Sagittarii	18 10 59	— 34 8,5	+ 3,98	+ 0,01	6,4	7,5	1871, Sept. 5 16
X Carinae .	8 29 7	— 58 53,2	+ 1,31	— 0,20	7,9	8,65	1900, Jan. 1 3
R Arae . .	16 31 26	— 56 47,6	+ 4,96	— 0,13	6,85	7,83	1900, Jan. 5 7
— Herculis .	18 26 1	+ 12 32,5	+ 2,77	+ 0,03	7,5	8,0	1898, Okt. 3 12
— Cygni . .	20 3 50	+ 46 0,6	+ 1,89	+ 0,17	8,6	11,6	1889, Dez. 7 14
— Cygni . .	19 42 43	+ 32 27,6	+ 2,32	+ 0,15	10	12	1899, Dez. 15 23,3

oder weißgelbliche Färbung und gehören, soviel bekannt, der I. Spektralklasse an, jedenfalls ist es eine sehr bemerkenswerte Thatsache, daß von den bis jetzt untersuchten Sternen dieses Typus keiner ein Spektrum der III. Spektralklasse zeigt.

Der typische Repräsentant der Gruppe Ba ist Algol (β Persei), dessen Lichtwechsel auf einen Zeitraum von $9^1/_4{}^h$ beschränkt ist und völlig regelmäßig stattfindet, jedoch so, daß die Abnahme in größeren Abständen vom Minimum langsamer als die Zunahme in der symmetrisch liegenden, dagegen in geringen Abständen rascher geschieht. Nach den Untersuchungen Chandlers[1]) betrug die Periodendauer 1784 $2^d\ 20^h\ 48^m\ 58{,}0^s$ und nahm bis 1830 um $1{,}2^s$ zu, darauf bis 1858 um $6{,}4^s$ ab und war 1877 $2^d\ 20^h\ 48^m\ 51{,}1^s$, nimmt aber neuerdings wieder etwas zu. Chandler hat eine vielgliedrige Formel gegeben zur Berechnung der Zeiten der Minima, doch wich diese Formel 1899 bereits um mehr als 1^h ab. Schon von Goodricke wurde die Vermutung ausgesprochen, daß die auf wenige Stunden beschränkte Lichtab- und -zunahme des Algol ein Analogon partialer Sonnenfinsternisse sei und demzufolge durch den Vorübergang eines dunkeln oder minderleuchtenden Körpers vor der Scheibe dieses Sterns hervorgerufen werden möge. Eine rechnerische Prüfung dieser Hypothese hat zuerst Pickering ausgeführt[2]). Er kam zu dem Er-

[1]) Astr. Journ., Vol. VII, Nr. 165, 166, 167. — [2]) Proceed. Americ. Acad., Vol. 16.

Periode	Dauer der Licht-Abnahme	Dauer der Licht-Zunahme	Entdecker
d h m s	h	h	
2 20 48 55,425 . ε + period. Ungleichheit.	5,8	4,5	(Montanari 1669) Goodricke 1782
3 22 52,2 . ε	4,5	5,5	Baxendell 1848
9 11 37 45 . ε	8,5	13	Hind 1848
2 7 51 22,8 . ε	5,5	6,5	Schmidt 1865
3 10 51 12,4 . ε	4,5	5,2	Winnecke 1869
2 11 49 37,85 . ε + period. Ungleichheit.	4,8	4,0	Ceraski 1880
0 20 7 42,56 . ε	2,5	2,5	(Gould 1871) Sawyer 1881
3 15 46,0 . ε	2,5	2,5	Sawyer 1887
2 23 54 43,26 . ε Hauptminimum	4	4	Chandler 1886
Nebenminimum	4	4	Dunér 1892
0 7 46 48,0 . ε	1,7	1,7	Paul 1888
3 23 49 32,7 . ε Hauptminimum	5,2	4,0	(Potsdam) Hartwig, Chandler 1894
Nebenminimum	3,8	2,3	
22 24,35 . ε Min. 6,5h Dauer	7,5	7,5	Woods 1894
19 21,2 . ε	5,0	3,0	(Miß Wells) A. Searle 1895
9 58,1 . ε	6	6	(Gould 1874) Roberts 1895
1 59 1 . ε Hauptminimum	3,3	3,3	Roberts 1896
Nebenminimum			
10 12 7,5 . ε	4,6	4,6	Roberts 1896
21 21,6 . ε	?	?	Sawyer 1898
13 45,2 . ε	?	7?	(Frau Ceraski) Blajko 1899
0 9,4 . ε	?	?	(Frau Ceraski) Blajko 1899

gebnisse, daß der Durchmesser des angenommenen Satelliten mindestens 0,764 vom Durchmesser des Hauptsterns sein müsse, ferner daß die Bahn nahezu kreisförmig und die Neigung derselben zu 87,1° anzunehmen sei. Für die Abnahme der Umlaufsdauer sind zwei Hypothesen zulässig, diejenige eines hemmenden Mediums und diejenige eines zweiten störenden Satelliten. Da die Dauer der Periode 68,8h, die des eigentlichen Lichtwechsels aber nahe 9h beträgt, so müssen die Dimensionen der beiden Sterne im Verhältnis zu ihrer Distanz sehr groß sein. Prof. Bruns berechnete den Abstand beider Kugeln zu höchstens 0,605 ihrer Distanz[1]), woraus er Bedenken gegen die überwiegende Wahrscheinlichkeit der ganzen Hypothese zog und die Annahme einer Achsendrehung Algols als ebenso wahrscheinlich erachtete. Diese Hypothese ist weiter von J. Harting verfolgt worden[2]), der zu folgenden Elementen gelangte, nach denen sich die Beobachtungen in sehr befriedigender Weise darstellen lassen:

Halbmesser der Bahn = 4,477 Radien des größeren Körpers

$e = 0{,}1679$; $i = 86^\circ 0'$; $\lambda = 35^\circ 16'$

Radius des kleineren Körpers = 0,7687 von dem des größeren.

Übrigens hielt Harting trotzdem die Hypothese für unwahrscheinlich, von der

[1]) Monatsber. d. Preuß. Akad. d. Wiss., 1881, S. 48. — [2]) Unters. üb. d. Lichtwechsel des Sterns β Persei. Inaug.-Diss. München 1889.

Ansicht ausgehend, daß ein System, dessen Komponenten sich in so geringer Entfernung voneinander befinden, den Bedingungen der Stabilität nicht genügen könnte.

Lediglich durch Okularbeobachtungen würde das Algolproblem kaum weiter gefördert werden können; aber die Spektroskopie gab in den beiden letzten Jahrzehnten allmählich Mittel an die Hand, die absoluten Bewegungen Algols zu messen, und dadurch der tiefern Behandlung neue, wichtige Unterlagen zu bieten, wie in dem Kapitel über Doppelsterne näher gezeigt wird.

Die Veränderlichkeit der Periodendauer des Doppelsystems Algol ist nach Chandler[1]) in eine längere Periode von 130 Jahren eingeschlossen, während deren sie um den mittlern Wert von $2^d\ 20^h\ 48^m\ 55{,}425^s$ schwankt. Zur Erklärung nimmt er an, daß Algol und sein Begleiter mit einem dritten Körper ein größeres System bilden und den gemeinsamen Schwerpunkt in 130 Jahren umkreisen. Den Durchmesser dieser nahe kreisförmigen Bahn setzt Chandler nach der größten Verfrühung und Verspätung der Lichtminima etwa gleich dem Durchmesser der Uranusbahn und ihr größter scheinbarer Durchmesser würde 2,7″, die Parallaxe Algols also 0,07″ sein. Nach dieser Theorie muß Algol scheinbare Ortsänderungen bis zu 2,7″ erleiden und die Vergleichung der Meridianbeobachtungen dieses Sterns seit Bradleys Zeit zeigt, daß diese der Hypothese mindestens nicht widersprechen.

Die Zahl der Sterne, welche der Algolklasse angehören, hat sich erst in der letzten Hälfte des abgelaufenen Jahrhunderts vergrößert; im ganzen sind bis jetzt 19 Veränderliche dieser Klasse bekannt, die sämtlich in dem obigen Verzeichnisse nebst den Elementen ihres Lichtwechsels, soweit solche bis jetzt festgestellt worden, enthalten sind.

Die Daten für die älteren Algolsterne sind Chandlers III. Katalog entnommen. Die Namen der Entdecker der Veränderlichkeit überhaupt sind in Klammern beigesetzt, die Namen ohne Klammer bezeichnen den Entdecker der Algoleigenschaft.

Y Cygni. N. E. Dunér kommt durch eine eingehende Untersuchung des bis Ende 1898 über diese Veränderlichen vorhandenen Beobachtungsmaterials zu folgendem Ergebnis[2]): Der Veränderliche Y Cygni besteht aus zwei Sternen von nahe gleicher Größe und gleicher Helligkeit, die sich um den gemeinsamen Schwerpunkt in elliptischer Bahn bewegen. Die große Achse der Bahn ist gleich dem Achtfachen des Radius der Sterne. Die anomalistische Umlaufsperiode beträgt $2{,}996933^d$, die Exzentrizität 0,145. Ein Minimum der Helligkeit trat ein, als die Sterne im Perihel (?) waren 1885 Dezember 5. $26^h\ 26^m$ mittlere Zeit von Greenwich. Die Apsidenlinie der Bahn, welche damals mit der Gesichtslinie zur Erde zusammenfiel, vollendet einen Umlauf in der Ebene dieser Bahn in 41,1 tropischen Jahren.

Z Herculis. Dieser Stern ist noch nicht in allen Phasen seines Lichtwechsels beobachtet. E. Hartwig findet[3]) hauptsächlich auf Grund seiner eigenen Beobachtungen, daß der Stern im kleinsten Lichte 66^m lang verharrt. Die Lichtabnahme dauert 4,5 bis 5^h, die Zunahme etwa 4^h. In den Neben-

[1]) Astron. Travels, 1892, p. 255. — [2]) Astrophys. Journal, Vol. 11, p. 175. — [3]) XVII. Bericht der Naturh. Ges. zu Bamberg, 1900.

minimis währt die Unterbrechung zwischen 6 und 7^h. Sind diese Nebenminima reell, so deutet dieser Unterschied in der Dauer gegenüber den Hauptminimis auf starke Exzentrizität der Bahn des diese Lichtänderungen durch Verdecken hervorrufenden Trabanten. Hartwig findet, daß die Lichtveränderung dem Vorübergang eines dunklen Begleiters genau entspricht. Die Neigung der Bahnebene gegen die zur Gesichtslinie senkrechte Projektionsebene ist nahe 90^0, so daß eine vollständige Projektion des einen Körpers auf den andern bei den Vorübergängen stattfindet. Der Trabant hat 0,816 vom Durchmesser des Hauptsterns; der Halbmesser der Bahn des Trabanten ist 5,947 mal so groß als der Halbmesser des Hauptsterns; die Exzentrizität der Bahn beträgt 0,2026.

Mittlere Dichte der Algol-Veränderlichen. Erfolgt der Lichtwechsel der Algolsterne, wie kaum zu bezweifeln ist, wirklich gemäß der Verfinsterungshypothese, so ist klar, daß unter den Voraussetzungen welche die Berechnung der absoluten Bahndimensionen und Massen dieser Sterne gestatten, auch Grenzwerte für die mittleren Dichten dieser Massen abgeleitet werden können. Zahlenwerte hierfür haben Alexander Roberts[1]) und H. Norris Russell[2]) abgeleitet. Beide kommen übereinstimmend zu dem Ergebnisse, daß die mittleren Dichten erheblich geringer sind als diejenige der Sonne. Für Algol ergiebt sich unter der Annahme, daß die Dauer der Lichtänderung $9{,}15^h$ beträgt, als Grenzwert der Dichte 0,139 (Wasser = 1,00); umfaßt die Lichtänderung nach Vogels Annahme nur $6{,}5^h$, so steigt die mittlere Dichte der Sterne des Systems auf das Doppelte. Im Mittel findet Russell für die 17 Algol-Veränderlichen, welche zur Zeit bekannt sind, als Grenzwert die Dichte 0,2. So groß auch immerhin die Unsicherheit dieses Resultats sein mag, so scheint doch so viel gewiß, daß die Algol-Veränderlichen zu einer Klasse von Sternen gehören, die weit weniger dicht sind als die Sonne. Bestehen dieselben aus einem Kern und einer dichten, ausgedehnten Atmosphäre, so würde der Kern natürlich entsprechend dichter anzunehmen sein, immerhin aber muß bei ihnen eine physische Konstitution vorausgesetzt werden, die sehr von jener unserer Sonne abweicht.

Veränderliche des Lyra-Typus. β Lyrae ist durch die Untersuchungen Argelanders über die Lichtkurve desselben schon früh in den Vordergrund des Interesses gerückt worden[3]). Hiernach betrug die Dauer der Periode P zu den beigesetzten Epochen (mittlerer Bonner Zeit):

19. Oktober 1784 . .	$2^h\ 42^m\ 57{,}6^s$	$P = 12^d\ 21^h\ 24^m\ 11{,}02^s$
10. April 1818 . . .	$11^h\ 15^m\ 7{,}3^s$	$P = 12^d\ 21^h\ 24^m\ 56{,}07^s$
13. „ 1827 . . .	$5^h\ 24^m\ 15{,}6^s$	$P = 12^d\ 21^h\ 24^m\ 51{,}96^s$
6. Januar 1855 . .	$14^h\ 57^m\ 4{,}9^s$	$P = 12^d\ 21^h\ 24^m\ 16{,}84^s$

Die Lichtkurve zeigt zwei Maxima und ein sekundäres Minimum, das erste Maximum tritt nach Argelander $3^d\ 2^h$ nach dem Hauptminimum ein, das zweite Minimum erfolgt $6^d\ 9^h$ und das zweite Maximum $9^d\ 12^h$ nach dem Hauptminimum. Im zweiten Maximum ist der Stern etwas heller als

[1]) Astrophysical Journal, 1899, Nr. 5, p. 308. — [2]) Ibid., p. 315. — [3]) Argelander, De stella β Lyrae variabili 1844, Com. alt. 1859.

im ersten. Zu ähnlichen Ergebnissen gelangte Schur [1]) durch die Diskussion seiner Beobachtungen 1877 bis 1885. Beobachtungen, die ich in den Jahren 1861 bis 1863 anstellte, ergaben [2]) für das zweite Maximum eine Verspätung gegen Argelanders ursprüngliche Lichtkurven von 24^h und die Diskussion der Plaßmannschen Beobachtungen (1888 bis 1893) durch Lindemann [3]) zeigte eine Verspätung des ersten Maximums von 10^h, des zweiten Minimums von 7^h und des zweiten Maximums von 5^h. Nach den Untersuchungen von Reed würden die Wendepunkte der Lichtkurve vom Hauptminimum ab nach $3^d\ 12^h$, $6^d\ 16^h$ und $9^d\ 17^h$ eintreten. A. Pannekoek hat die Okularschätzungen der Helligkeit von β Lyrae seit Argelanders Zeit bis 1896 einer neuen und genauen Untersuchung unterzogen [4]) und im allgemeinen die Argelanderschen Ergebnisse bestätigt gefunden. Endlich hat K. Schwarzschild durch eine Anzahl photographischer Aufnahmen die Lichtkurve des Sterns festgestellt [5]) in trefflicher Übereinstimmung mit den Okularbeobachtungen. Er bezeichnet β Lyrae als einen photographisch besonders wirksamen, bläulichen Stern.

Das Spektrum dieses Sterns zeigt breite dunkle und helle Wasserstofflinien, sowie nach Vogels Untersuchungen folgende Linien des Cleveitgases [6]): λ 3740, 3735, 3820, 3869, 3874, 3889, 3927, 3965, 4010, 4026, 4120, 4143, 4388, 4438, 4870, 4923, 5016, 5876 (D_3). Dieses Spektrum ist sehr häufig untersucht worden, besonders auch in Bezug auf Veränderungen, die es gleichzeitig mit dem Gange des Lichtwechsels zeigt. Die Einzelheiten hierüber kommen in dem Kapitel über spektroskopische Doppelsterne zur Darstellung.

U Pegasi. Die Art des Lichtwechsels dieses von Chandler entdeckten Veränderlichen hat nach den Untersuchungen von O. C. Wendell in Cambridge (Nordamerika) große Ähnlichkeit mit der Lichtkurve von β Lyrae. Im Hauptminimum ist der Stern 9,90. Größe, im sekundären Minimum 9,75. Größe, im Maximum 9,30. Größe und die Periodendauer ist $8^h\ 59^m\ 41^s$ [7]). Die Zu- und Abnahme des Lichtes geht völlig regelmäßig von statten und das sekundäre Minimum tritt $4^h\ 30^m$ nach dem Hauptminimum ein.

η Aquilae besitzt einen sehr regelmäßigen Lichtwechsel. Die Periode ist etwas veränderlich, sie betrug nach Argelander 1840 Juli 8. $7^d\ 4^h\ 14^m\ 11{,}10^s$, früher war sie etwas kürzer, ebenso gegenwärtig. Die Lichtkurve ist ähnlich derjenigen von β Lyrae; vom Minimum (4,7. Größe) steigt die Helligkeit in $2^d\ 6^h$ zum Maximum (3,5. Größe), sinkt dann in $1^d\ 15^h$ bis 4,1. Größe und hebt sich nach 13^h auf 3,8. Größe, worauf nach weiteren $2^d\ 18^h$ wieder ein Hauptminimum eintritt [8]). Das zweite Maximum ist bei weitem nicht so deutlich markiert als bei β Lyrae, ja bisweilen finden

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3282. — [2]) Heis, Wochenschrift 1866. — [3]) Bull. de l'Acad. de St. Pétersb., N. S. IV, 1893, p. 25. — [4]) Verh. der Koninkl. Akademie van Wetenschappen to Amsterdam, I. Ser., Deel V, Nr. 7, 1897. — [5]) Publ. der v. Kuffnerschen Sternwarte, Wien 1900, Bd. 5. — [6]) Sitzungsber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. 1895, Bd. 40. — [7]) Harvard Coll. Obs. Circular, Nr. 23. — [8]) Müller, Photometrie der Gestirne, S. 490.

sich nach dem Hauptmaximum mehrere sekundäre Anschwellungen [1]), die auch Schwarzschild durch photographische Aufnahmen konstatierte [2]). Letzterer fand zudem das merkwürdige Ergebnis, daß die Amplitude des Lichtwechsels photographisch doppelt so groß ist als optisch, d. h. die (photographisch vorwiegend wirksame) blaue Strahlung des Sterns ändert ihre Intensität stärker als seine (vorwiegend optisch wirksame) gelbe Strahlung.

δ Cephei zeigt eine besondere Regelmäßigkeit des Lichtwechsels und der Periodendauer. Nach Argelanders früheren Rechnungen [3]) hat man folgende Elemente des Lichtwechsels für diesen Stern: Hauptepoche des Minimums: 1840 September 24. $20^h\ 42^m\ 57^s$ mittlere Zeit von Bonn, Periodendauer $5^d\ 8^h\ 47^m\ 39{,}974^s$, Maximum nach dem Minimum $1^d\ 14{,}6^h$. Etwa 20^h nach dem Maximum findet eine Verzögerung der Lichtabnahme statt, so daß die Lichtkurve an dieser Stelle eine schwache Ausbiegung zeigt. Nach den photographischen Aufnahmen Belopolskys [4]) (1894) gehört das Spektrum des Sterns zum Typus II a und ist ähnlich dem Sonnenspektrum; helle Linien fehlen darin gänzlich.

ζ Geminorum zeigt nur geringe Helligkeitsschwankungen, allein dieselben erfolgen sehr regelmäßig. Das Maximum tritt nach Argelander ein $5^d\ 4^h$ nach dem Minimum und die Periode von $10^d\ 3^h\ 44^m$ scheint langsam zuzunehmen. Von den spektrographischen Untersuchungen dieses Veränderlichen wird in dem Abschnitt über spektroskopische Doppelsterne die Rede sein.

Das Spektrum dieses Sterns hat Belopolsky vom 3. August bis 11. September 1894 am großen Refraktor zu Pulkowo photographisch aufgenommen [4]). Es gehört zum Typus II a und ist sehr ähnlich dem Sonnenspektrum, helle Linien fehlen darin, die dunkeln zeigen entsprechend der Periode des Lichtwechsels geringe Verschiebungen.

S Antliae. Wird von E. Hartwig zu den Algolsternen gerechnet und ist als solcher auch in dem Verzeichnisse derselben S. 372 bis 373 aufgeführt. Nach den Beobachtungen (1895) auf der Harvard-Sternwarte [5]) beträgt die Periode $7^h\ 46{,}8^m$ und der Stern gehört nicht unmittelbar zu den Algolsternen, sondern die Helligkeit ändert sich kontinuierlich wie bei η Aquilae und δ Cephei. Merkwürdig ist, daß bei diesem Sterne die Zunahme langsamer als die Lichtabnahme erfolgt. Daß dieser Veränderliche auch keine Lichtkurve wie β Lyrae zeigt, haben die neueren Beobachtungen von Prof. Wendell ergeben [6]).

Die Klasse Bb der Veränderlichen umfaßt Sterne von meist geringem und sehr unregelmäßigem Lichtwechsel wie ε Aurigae, α Cassiopeiae, α Herculis, α und δ Orionis, β Pegasi, β Cygni, unter denen sich einige rötliche finden. Die Ursache der Veränderlichkeit kann bei diesen Sternen durch zeitweise Fleckenbildung in Verbindung mit Rotation gesucht werden.

Veränderliche in Sternhaufen. Eine von den bisher betrachteten Veränderlichen verschiedene Gruppe scheinen die in jüngster Zeit mit Hülfe photogra-

[1]) Lockyer, Resultate aus Beob. des Veränderlichen β Aquilae. Göttingen, 1897. — [2]) Publ. d. v. Kuffnerschen Sternwarte, Bd. 5, S. 124. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 10. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3242, 3257. — [5]) Harvard Coll. Obs. Circular, Nr. 7. [6]) Ibid., Nr. 41.

phischer Aufnahmen von Prof. S. J. Bailey zu Arequipa entdeckten Veränderlichen in gewissen Sternhaufen zu bilden [1]).

Folgendes ist eine von E. Pickering gegebene Zusammenstellung der bis jetzt erhaltenen Resultate [2]):

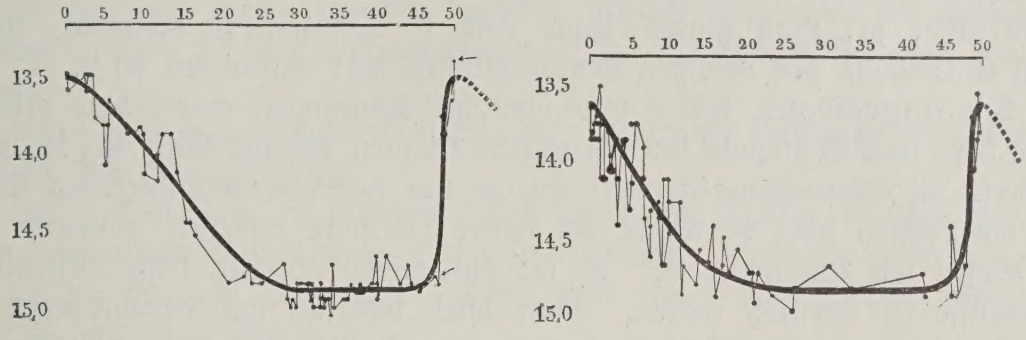
Sternhaufen		Position 1900		Zahl der untersuchten Sterne	Zahl der untersuchten Platten	Untersuchtes Areal in Quadratminuten	Zahl der aufgefundenen Veränderlichen	Verhältnis der Veränderlichen zu der Zahl der untersuchten Sterne überhaupt	Zahl der Sterne auf je einen Veränderlichen des Haufens
NGK.		α	δ						
		h m	° ′						
104	47 Tucanae	0 19,6	— 72 38	2000	10	1257	6	0,003	333
362	—	0 58,9	— 71 23	314	10	675	14	0,021	48
869	—	2 12,0	+ 56 41	1050	10	10800	1	0,001	1050
884	—	2 15,4	+ 56 39						
1904	Messier 79	5 20,1	— 24 37	200	6	79	5	0,025	40
3293	—	10 29,6	— 57 40	724	10	314	0	0,000	—
4755	$\varkappa$ Crucis	12 47,7	— 59 48	555	10	314	0	0,000	—
5139	ω Centauri	13 20,8	— 46 47	3000	10	1257	125	0,042	24
5272	Messier 3	13 37,6	+ 28 53	900	10	1257	132	0,147	7
5904	Messier 5	15 13,5	+ 2 27	900	10	1257	85	0,094	11
5986	—	15 39,5	— 37 26	289	12	314	1	0,003	289
6093	Messier 80	16 11,1	— 22 44	145	5	79	2	0,014	72
6205	Messier 13	16 38,1	+ 36 39	1000	10	177	2	0,002	500
6266	Messier 62	16 54,9	— 29 58	960	10	218	26	0,027	37
6397	—	17 32,5	— 53 37	487	5	218	2	0,004	244
6626	Messier 28	18 18,4	— 24 55	900	9	314	9	0,010	100
6656	Messier 22	18 30,3	— 23 59	1550	10	218	16	0,010	97
6723	—	18 52,8	— 36 46	900	6	314	16	0,018	56
6752	—	19 2,0	— 60 8	600	8	218	1	0,002	600
6809	Messier 55	19 33,7	— 31 10	440	6	218	2	0,005	220
7078	Messier 15	21 25,2	+ 11 44	900	10	1257	51	0,057	18
7089	Messier 2	21 28,3	— 1 16	600	10	218	10	0,017	60
7099	Messier 30	21 34,7	— 23 38	275	10	218	3	0,011	92
				19050		20830	509		

Der Sternhaufen NGK. 5904 (Messier Nr. 5) enthält unter 900 auf den Photographien dargestellten Sternen ungefähr 85 Veränderliche. Die Periode und Lichtkurve des Sterns Nr. 18 wurde 1896 von Prof. E. C. Pickering bestimmt [3]), diejenige der Nummern 1, 42 und 84 von E. E. Barnard auf Grund seiner Okularbestimmungen am Yerkes-Refraktor [4]), Messungen von 63 Veränderlichen dieses Haufens auf etwa 100 Platten hat S. J. Bailey ausgeführt [5]). Die Perioden liegen sämtlich zwischen 0,450^d und 0,699^d, die Maximalhelligkeiten zwischen 13,4. und 13,9., die Minimalhelligkeiten zwischen 14,4. und 14,9. Größe, so daß die mittlere Periodendauer 0,526^d, die mittlere Helligkeitsschwankung 0,7. Größenklasse beträgt. Dieser Gleichförmigkeit entspricht die überaus große Ähnlichkeit der Lichtkurve, welche diese sämtlichen Sterne zeigen. Bailey giebt graphische Darstellungen der Lichtkurven der Veränderlichen Nr. 7 und 33 dieses Sternhaufens (Fig. 76) und

[1]) Ibid., Nr. 2, Nr. 18. — [2]) Ibid., Nr. 33. — [3]) Astr. Nachr., Bd. 140, S. 243. — [4]) A. a. O., Bd. 147, S. 243. — [5]) Astrophysical Journal, 1899, Vol. 10, p. 255.

bezeichnet dieselben als typisch für alle anderen Veränderlichen desselben Sternhaufens. In dem großen Sternhaufen ω Centauri gehören auch mehrere Veränderliche diesem Typus an, während die Perioden und Lichtkurven der mehr als 100 Veränderlichen dieses Haufens, die Bailey untersuchte, keine solche Gleichmäßigkeit zeigen [1]). Die außerordentlich rasche Zunahme der Helligkeit ist bei diesen Veränderlichen höchst merkwürdig, sie kann nur einen Bruchteil der Stunde umfassen, ist aber auf photographischem Wege nicht festzustellen, da die Expositionsdauer am 13zölligen Refraktor nahezu 1^h beträgt, wenn die Sterne im Minimum sind. Jedenfalls zeigt die Gleichförmigkeit der Perioden, der Art und Weise und der Größe des

Fig. 76.



Lichtwechsels bei allen Veränderlichen eines und desselben Sternhaufens, daß deren Veränderlichkeit einer gemeinsamen Ursache entspricht, deren Ermittlung der Zukunft angehört.

Die Veränderlichkeit des Fixsternlichtes ist überhaupt in Bezug auf ihre Ursachen ein sehr komplexes Phänomen. Bei den Sternen des Algoltypus liegt sie deutlich vor Augen, aber über die Ursache der wunderbaren Intensitätsschwankungen eines Sterns wie U Geminorum läßt sich zur Zeit kaum eine Vermutung aufstellen. Bezüglich der Schwankungen von SS Cygni kommt E. Hartwig sogar zu der Annahme, daß der Lichtwechsel durch einen Begleiter hervorgerufen werde, der in stark excentrischer Bahn um den Hauptkörper sich bewegend, in Flammen gesetzt wird und entsprechend dem jähen Aufflammen auch rasch wieder bis zu einem gewissen, nicht mehr wahrnehmbaren Grad verlöscht, während eine rasche Drehung der Apsidenlinie die Unregelmäßigkeiten für den Anblick von der Erde aus bewirkt [2]).

Neu erschienene Sterne (Novae).

Das Auflodern neuer Sterne an der nächtlichen Himmelsdecke, eine sehr seltene Erscheinung im Verlaufe der historischen Erinnerung, hat schon früh zu der Anschauung geleitet, dasselbe als wichtige Begebenheit in den Welträumen zu betrachten. Mit Erstaunen erkannte man, daß die alten Ansichten von der nimmer gestörten Ordnung im Weltenraume, der Wahrheit nicht entsprechen und suchte grübelnd zu ergründen, welches kosmische Ereignis in dem aufglimmenden Lichtpunkte sichtbar werde. Besonders die prachtvolle Erscheinung eines hellleuchtenden Sterns in der Cassiopeia und das bald darauf erfolgende Auflodern des neuen Fixsterns im Schlangenträger, haben

[1]) Harv. Coll. Obs. Circular, Nr. 33. — [2]) Vierteljahrsschrift d. astr. Gesellschaft, 1899, Bd. 34, S. 316.

gegen Ende des 16. Jahrhunderts Veranlassung zu einer Menge, größtenteils wunderlicher Hypothesen über die Entstehung, ja über den Zweck neuer Sterne geführt. Selbst der sonst so nüchterne Beobachter Tycho kann sich unter dem Einflusse der großen Himmelsbegebenheit in der Cassiopeia nicht enthalten, Vermutungen über die Entstehung dieses Sterns auszusprechen. Nach seiner Ansicht ballt sich der dunstförmige Himmelsstoff periodisch zu Fixsternen und diese Verdichtung sei schon in der Milchstraße bis zu dem Grade des milden Leuchtens vorgeschritten. Deshalb stehe auch der neue Stern, ebenso wie die welche in den Jahren 945 und 1264 aufgelodert, am Rande der Milchstraße; ja, man glaube sogar noch die Öffnung zu erkennen, welche durch Entziehung des nebligen Himmelsstoffes dort entstanden sei [1]).

Die Unzulässigkeit dieser und ähnlicher Deutungen wurde bald erkannt; allein auch nach Erfindung des Fernrohres konnten bis zur Mitte des 19. Jahrhunderts die Beobachtungen neuer Sterne nur deren unveränderlichen Stand und das Fehlen jeder Parallaxe als sichere Thatsache erweisen, während über das Wesen des Vorganges der sich im Aufleuchten abspielt, keine wesentlichen Aufschlüsse zu erhalten waren. Man blieb lediglich auf Vermutungen angewiesen, über welche erst die Erfindung der Spektralanalyse und deren Anwendung auf die Nova des Jahres 1866 hinausführte.

Leider sind die älteren Nachrichten über das Sichtbarwerden neuer Sterne äußerst unsicher, ja ohne den Fleiß und die Aufmerksamkeit der alles registrierenden Chinesen, ohne Ma-duan-lins wichtiges Werk Wen-chiang-tung-kao, würde das Verzeichnis der neuen Sterne bis zum Erwachen der Wissenschaften im Abendlande ebenso unvollständig sein, wie die Verzeichnisse der Kometen und Feuerkugeln ohne die chinesischen Berichte für dieselben Zeiten.

Aufzählung der neuen Sterne und Ergebnisse der Beobachtungen.

Folgendes ist eine Aufzählung aller bekannten Erscheinungen dieser Klasse und der Ergebnisse, welche die Beobachtungen bezüglich derselben lieferten. Die Angaben vor 1572 sind sämtlich mehr oder weniger unsicher, ebenso die Angaben über die Sterne von 1578, 1584 und 1612.

134 v. Chr. Im Monat Juli, nach Ma-duan-lin. Der Stern erschien zwischen β und ϱ Scorpii. Dieser Stern ist, wie Sir John Herschel hervorgehoben, vielleicht identisch mit dem neuen Sterne, der Hipparch, nach des Plinius Zeugnisse, zur Anfertigung seines berühmten Sternverzeichnisses veranlaßte.

123 n. Chr. Im Dezember, zwischen α Herculis und α Ophiuchi. Dieser Stern, dessen Ma-duan-lin gedenkt, ist vielleicht der nämliche, der unter Hadrians Regierung erschienen sein soll. Es findet allerdings in den Angaben ein Zeitunterschied von 7 Jahren statt.

173. Zwischen α und β Centauri. Die Angaben wiederum nach Ma-duan-lin. „Der Stern", heißt es, „verschwand nach acht Monaten, als er

[1]) Tychonis Brahe Astronomiae instauratae progymnasmata 1603, p. 324.

nacheinander die fünf Farben gezeigt." Die fünf Farben bei den Chinesen sind: Blau, Gelb, Rot, wozu noch Weiß und Schwarz treten.

Der chinesische Bericht kann also ohne Zwang so gedeutet werden, daß der Stern mit blendend weißem Lichte aufloderte, daß dieser Glanz abnahm (bläuliche Farbe), daß das Licht gelblich, darauf rötlich wurde und zuletzt (für das bloße Auge) erlosch.

386. Nach Ma-duan-lin zeigte sich der Stern vom April bis zum Juli zwischen λ und φ Sagittarii. Humboldt führt[1]) für 369 und 389 noch zwei neue Sterne an. Ich glaube umsomehr, daß sich die Nachrichten hierüber auf den Stern von 386 beziehen, als bei dem ersten die Jahreszeit, bei dem zweiten der Ort einigermaßen mit den chinesischen Berichten übereinstimmt.

393. Nach Ma-duan-lin erschien der Stern im Schwanze des Skorpion während des Monats März.

827. Das Jahr ist unsicher. Der Stern ward als sehr hell von den beiden arabischen Astronomen Haly und Giafar Ben-Mohamed-Albumazar zu Babylon beobachtet. Der Stern stand im Skorpion und verschwand nach vier Monaten.

1006. Im Widder. Nach den Annalen des Mönches Hepidannus von St. Gallen, strahlte der Stern prachtvoll glänzend gegen Ende des Monats Mai auf und verschwand wieder im August. Aus den Worten des Chronikschreibers scheint hervorzugehen, daß der Stern sehr stark funkelte.

1011. Zwischen σ und φ Sagittarii, nach Ma-duan-lin. Der Stern erschien im Februar.

1203. Im Schwanze des Skorpion, wiederum nach Ma-duan-lin. Seine Farbe war weißbläulich; er war ohne allen leuchtenden Nebel, dem Saturn ähnlich.

1230. Zwischen Ophiuchus und der Schlange; abermals eine Angabe von Ma-duan-lin. Der Stern strahlte um die Mitte des Dezember 1230 auf und verschwand im März 1231.

1245. Ein heller Stern im Steinbock, nach der handschriftlichen Chronik von Albertus Stadensis (Oldenburg). Der Stern war der Venus vergleichbar, aber von roter, jener des Mars ähnlicher Farbe. Er blieb etwa zwei Monate sichtbar.

Leovitius spricht für 1264 auch von einem neuen Sterne, aber er setzt ihn zwischen Cepheus und Cassiopeia und hat seine Nachricht angeblich auch nur aus einer handschriftlichen Chronik.

1572. In der Cassiopeia (α 0^h 19^m 15^s δ $+$ 63^0 35,5′ für 1900). Es ist der durch Tychos Beobachtungen berühmt gewordene Stern. Tycho bemerkte ihn zufällig am 11. November, erfuhr indes bald, daß er von dem gewöhnlichen Volke in Deutschland schon früher gesehen worden war. Der Stern stellte sich völlig nebelfrei wie jeder andere Fixstern dar, doch funkelte er beträchtlich stärker als die Sterne 1. Größe. An Helligkeit kam er anfangs der Venus in ihrem Maximum gleich und scharfe Augen erkannten ihn bei

[1]) Kosmos, Bd. 3, S. 222.

heiterer Luft selbst am Tage um die Mittagszeit. Bei Nacht erschien er bisweilen selbst durch Wolken, welche alle übrigen Sterne verschleierten. Bereits im Dezember begann die Lichtintensität abzunehmen, der Stern wurde dem Jupiter gleich. Im Januar 1573 war er bereits schwächer als dieser Planet, im Februar und März setzte ihn Tycho der Helligkeit eines Sterns 1. Größe gleich, in den Monaten April und Mai erschien er von der 2. Größe, im Juli und August war er 3. Größe, im Oktober und November 4. Größe, in den Monaten Dezember 1573 bis Februar 1574 sank er von der 5. zur 6. Größe herab und im März des letztgenannten Jahres verschwand er gänzlich für das bloße Auge. Nicht minder wie die Helligkeit veränderte sich auch die Farbe dieses merkwürdigen Gestirns. Anfangs, solange der Stern noch wenigstens dem Jupiter gleich war, erschien er durchaus weiß, darauf wurde er gelblich und zuletzt rot. Im Frühlinge 1573 verglich Tycho die Farbe mit jener des Mars, hierauf mit derjenigen von Beteigeuze. Im Mai jenes Jahres war der Stern indes wieder entschieden weißlich geworden und blieb so bis zum Verschwinden. Doch funkelte er noch als Stern 5. Größe ungemein stark.

Um sich von der völligen Unbeweglichkeit des neuen Sterns zu überzeugen, hat Tycho denselben durch sorgfältige Sextantenmessungen mit den Sternen ξ, α, η, γ, δ, ε, ι, $\varkappa$ und β Cassiopeiae verbunden. Aus diesen Messungen hat Argelander als Ort des Sterns gefunden, für

$$1573\colon\ \alpha\ 0^{0}\ 28'\ 6{,}3'',\ \delta\ +\ 61^{0}\ 46'\ 22{,}8''.$$

Hieraus folgt für

$$1865\colon\ \alpha\ 4^{0}\ 19'\ 57{,}7'',\ \delta\ +\ 63^{0}\ 23'\ 55{,}4''.$$

Dieser Ort stimmt sehr nahe mit demjenigen eines kleinen Sterns 10. bis 11. Größe überein, welchen d'Arrest in seinem Kataloge von 212 Sternen in der Umgebung des Ortes des Tychonischen Sterns aufführt. Dieses Verzeichnis und eine nach demselben konstruierte Karte, beide gültig für den Beginn des Jahres 1865, sind bis zur 15. oder 16. Größe vollständig in unmittelbarer Nähe jener Stelle, wo der Stern von 1572 gesehen wurde, und zwar innerhalb eines Radius von 10 Bogenminuten um den wahrscheinlichen Ort des Sterns. „Innerhalb dieses Kreises wird man", sagt d'Arrest, „jeden am Himmel sichtbaren und auf der Karte nicht verzeichneten Gegenstand mit völliger Sicherheit als neu oder veränderlich annehmen können." Der Stern, welcher nahe mit der von Argelander berechneten Position übereinstimmt, ist Nr. 123 des d'Arrestschen Verzeichnisses, dessen Ort:

$$\alpha\ 4^{0}\ 19'\ 30'',\ \delta\ +\ 63^{0}\ 22{,}9'.$$

Argelander hat früher in Abo mit dem dortigen achtfüßigen Passageninstrumente den Tychonischen Stern an dem von ihm berechneten Orte aufgesucht, aber im dunkeln Felde nichts sehen können. Er hat den Versuch später an demselben Orte und um das Jahr 1849 in Bonn vergeblich wiederholt. Die Sterne Nr. 33 und 148 seines Verzeichnisses schätzt d'Arrest ebenso wie Nr. 123 zur 10. bis 11. Größe. Beide sind von Argelander im Kometensucher wahrgenommen worden.

1578. Nach Ma-duan-lins Verzeichnis erschien im Februar dieses Jahres ein Stern, dessen Lichtintensität sehr bedeutend gewesen sein muß, indem er als „groß wie die Sonne" bezeichnet wird. Da die Chinesen von Tychos Stern schweigen und ein beträchtlich heller, neuer Stern im Jahre 1578 im Abendlande nicht wohl ungesehen hätte vorübergehen können, so ist es äußerst wahrscheinlich, daß der Stern von 1578 identisch mit dem Tychonischen ist und in den chinesischen Berichten ein Irrtum in der Jahreszahl angenommen werden muß.

1584. Bei π Scorpii am 1. Juli gesehen, nach chinesischen Berichten. Es ist eine merkwürdige Thatsache, daß im Sternbilde des Skorpions, soweit historische Nachrichten reichen, fünfmal neue Sterne aufloderten. Bei der Unsicherheit der alten Angaben läßt sich Genaueres über den Ort derselben nicht ermitteln, allein es ist auffallend, daß die Zwischenzeiten zwischen je zwei Erscheinungen, die im Mittel 428 Jahre betragen, kaum um $^1/_8$ dieses Betrages untereinander abweichen.

1600. Im Schwan (α 20^h 14^m 6^s δ + 37^0 43,3′; für 1900). Es ist der Stern 34 Cygni bei Bayer. Er wurde zuerst von Wilhelm Janson beobachtet. Kepler sah ihn erst zwei Jahre später und fand ihn 3. Größe. Im Jahre 1621 verschwand der Stern ganz, gelangte aber 1655 nach D. Cassini wieder zur 3. Größe, um darauf abermals zu verschwinden. Hevel sah ihn im November 1665 wieder auftauchen, doch ohne daß er die 3. Größenklasse erreicht hätte. Zwischen 1667 und 1682 war er von der 6. Größe und ist so geblieben bis auf den heutigen Tag.

1604. Im Schlangenträger (α 17^h 24^m 38^s δ — 21^0 23,7′; für 1900). Der Stern wurde zuerst von Johann Brunowski am 10. Oktober 1604 gesehen. Er war heller als alle Sterne 1. Größe, doch stand er der Venus an Glanz nach. Obgleich an Licht nicht dem Tychonischen Sterne vergleichbar, erregte doch sein starkes Funkeln das Staunen aller Beobachter. Im Anfange des Jahres 1605 war er heller als Antares, stand aber an Lichtstärke dem Arktur nach. Ungefähr drei Monate später war der Stern schon zur 3. Größe herabgesunken. Zwischen Februar und März 1606 verschwand er, ohne indes Farbenänderungen wie der Stern Tychos gezeigt zu haben [1]). An seinem Orte findet sich heute kein Stern der auch nur 12. Größe hätte.

Die chinesischen Berichte sprechen für die Jahre 1604 bis 1606 von einem großen rotgelben Sterne bei π Scorpii, der möglicherweise mit dem obigen identisch ist [2]).

1612. Im Adler von Justus Byrgius beobachtet. Auch Riccioli erwähnt denselben und nennt als seine Quelle Fromordi meteorologica lib. 3, cap. 2, art. 7. Die Chinesen erwähnen für 1609 einen neuen Stern „von ansehnlicher Größe".

1670. Im Fuchs (α 19^h 43^m 28^s δ + 27^0 4,2′; für 1900). Am 20. Juni dieses Jahres fand der Kartäuser Anthelme einen neuen Stern 3. Größe nahe bei β Cygni. Am 10. August war er bereits zur 5. Größe herabgesunken und verschwand nach drei Monaten gänzlich. Am 17. März

---

[1]) Kepler, De nova Stella Serp., p. 5, 125. — [2]) Vgl. Astr. Nachr., Nr. 1121.

1671 zeigte er sich dagegen wieder von der 4. Größe und nach Dom. Cassini von sehr veränderlichem Glanze. Im Februar 1672 wurde er vergebens gesucht, dagegen zeigte er sich am 29. März jenes Jahres von der 6. Größe und verschwand dann für immer[1]). Nahe seinem Orte steht ein Stern 11. Größe, den Hind für veränderlich hielt.

1848. Im Ophiuchus (α 16^h 53^m 54^s δ — 12^0 44,4′; für 1900). Von Hind am 27. April 1848 als Stern 4,5. Größe von gelblichroter Farbe entdeckt. Er nahm rasch an Helligkeit ab und war 1850 bereits 10. bis 11. Größe. Oudemans fand ihn 1855 ebenso. Seit 1876 ist er konstant 12,5. Größe.

1860. Im Skorpion (α 16^h 11^m 5^s δ — 22^0 43,6′; für 1900). Am 21. Mai von Auwers entdeckt[2]). Der Stern tauchte in dem Nebelflecke (Sternhaufen) Messier Nr. 80 auf, während er am 18. Mai dort noch nicht sichtbar war. Schon am 10. Juni war der Stern nicht mehr zu erkennen, nur Schoenfeld meinte am 1. Juni 1869 eine unsichere Spur desselben zu erkennen.

1866. In der nördlichen Krone (α 15^h 55^m 19^s δ + 26^0 12,2′; für 1900). Der Stern scheint zuerst von John Birmingham zu Tuam am 12. Mai abends $11^3/_4{}^h$ in einer α Coronae nahe gleichen Helligkeit gesehen worden zu sein. An demselben Abende von 8 bis 11^h mittlerer Zeit von Athen beobachtete Schmidt die Umgebung der Krone, ohne indes einen Stern 5. bis 6. Größe, der früher nicht dort gestanden, zu bemerken. Erst am folgenden Tage 8^h 48^m mittlerer Athener Zeit (7^h 24^m mittlere Zeit von Paris) sah er den Stern zum ersten Male. Er war nur wenig schwächer als α Coronae und sein Licht einfach gelbweiß, etwas mehr gelb als α. Vergleicht man die (negative) Athener Wahrnehmung mit der Beobachtung zu Tuam, so ergiebt sich, daß der Stern in weniger als zwei Stunden mindestens von 5,6. bis zur Helligkeit eines Sterns 2,3. Größe wuchs, also um volle drei Größenklassen. Die Ortsbestimmung des Gestirns ergab bald, daß es nicht eigentlich ein neues, sondern vielmehr identisch mit Nr. 2765 der Bonner Durchmusterung (Bd. IV) sei, einem Sterne, der dort als 9,5. Größe bezeichnet wird.

Die Lichtabnahme war anfangs rasch (nach J. Schmidt am 12. Mai 2. Größe, 13. Mai 2,2. Gr., 14. Mai 3. Gr., 15. Mai 3,5. Gr., 16. Mai 4,0. Gr., 17. Mai 4,5. Gr., 18. Mai 5,5. Gr., 19. Mai 6,0. Gr., 20. Mai 6,5. Gr., 21. Mai 7,0. Gr., 22. Mai 7,5. Gr., 23. und 24. Mai 8,0. Gr., 25. bis 30. Mai 8,5. Gr.), später langsam und unregelmäßig. In dem letzten Drittel des Juni und anfangs Juli war der Stern 9,5. Größe. Vielleicht war er zur Zeit seines Maximums von einem leichten Nebel umgeben.

Huggins und Miller haben die Nova am 16. Mai zuerst spektroskopisch untersucht und fanden als unerwartetes Resultat, daß der Stern zwei einander überdeckende Spektra zeigte, ein kontinuierliches, von dunkeln Linien durchzogenes, und ein Spektrum mit vier hellen Wasserstofflinien. Später ver-

---

[1]) J. Cassini, Elémens d'Astr., p. 69. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 1267.

schwand dieses und nach Vogels neuern Beobachtungen zeigt der Stern, der jetzt wieder 9,5. Größe ist, gegenwärtig ein Spektrum wie jeder andere.

1876. Im Schwan (α 21^h 37^m 47^s δ $+$ 42^0 23,1′; für 1900). Von J. Schmidt in Athen am 24. November abends $5^3/_4{}^h$ östlich neben ϱ Cygni zuerst gesehen und sogleich als neu erkannt. Der Stern war heller als 4. Größe, aber etwas schwächer als 3. Größe, die Farbe stark goldgelb, fast rötlich. An seinem Orte findet sich in der Bonner Durchmusterung kein Stern, auch konnte nach J. Schmidt bis zum 20. November daselbst kein Stern 5. Größe sichtbar gewesen sein. Nach den Beobachtungen von Schmidt blieb die Nova bis zum 27. November ziemlich unverändert, an diesem Abend aber begann eine merkliche Abnahme, die jedoch unregelmäßig war, und mit Schwankungen sank der Stern bis 8. Dezember auf 6,5. Größe.

Cornu in Paris scheint die Nova zuerst (2. und 5. Dezember) spektroskopisch beobachtet zu haben; er sah ein kontinuierliches Spektrum, mit den hellen Linien λ 6610 ($H\alpha$), 5880, 5310, 5170, 5000, 4830 ($H\beta$), 4510, 4350 ($H\gamma$) und folgerte daraus die Übereinstimmung des Sterns mit der Chromosphäre der Sonne. Vogel sah [1]) am 5. Dezember außer den hellen auch dunkle Linien und fand am 1. Januar 1877 das kontinuierliche Spektrum sehr viel schwächer als vorher, so daß die hellen Linien sich mit großer Bestimmtheit abhoben; am 10. März war das kontinuierliche Spektrum äußerst schwach und nur noch mit Anstrengung zu sehen, während die hellen Linien sichtbar blieben. Letztere waren die Wasserstofflinien $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, sowie Linien von den Wellenlängen λ 4660, 4700, 4720, 4990, 5800, 5880, auch waren helle Linien in der Gegend von b und E gesehen worden.

Die Nova wurde auf der Sternwarte zu Dun Echt vom 2. Januar 1877 ab verfolgt [2]). Der Stern war damals bereits zur 7. Größe herabgesunken und die Abenddämmerung setzte den Beobachtungen am 16. Februar ein Ziel, dagegen konnten sie am 2. September wieder aufgenommen werden, als der Stern nur noch 10,5. Größe war. Als Instrument diente der 15zöllige Refraktor und ein Vogelsches Spektroskop. Gegen Ende Oktober war der Stern so schwach, daß sein Verschwinden nahe schien, deshalb wurde eine genaue Karte aller Sterne, die in dem Refraktor sichtbar waren, innerhalb eines Radius von 7,5′ um die Nova angefertigt. Ein Stern 15. Größe steht von der letztern in $p = 314{,}2^0$, $d = 19{,}1''$. Als die Nova im September wiedergesehen wurde, war sie bläulich und das Spektrum auf die helle Linie $\lambda = 4993$ reduziert, bisweilen zeigten sich aber Spuren von einer oder zwei schwachen Linien gegen Violett hin. An 380facher Vergrößerung zeigte der Stern kein so scharfes Bild als benachbarte Fixsterne. Am 10. Oktober zeigten sich zwei helle Linien im Spektrum dicht nebeneinander, außerdem noch eine dritte, ihre Wellenlängen fanden sich zu 4995, 4922, 4918. Der Stern war 12. Größe; am 18. Oktober erschien die Nova im Vogelschen Spektroskop genau wie ein Stern an einem gewöhnlichen Okulare. Am 1. Juni 1878 zeigte sie eine kleine Scheibe, am 17. August ebenfalls, der

[1]) Monatsber. der preuß. Akad., 1877, S. 241 ff. — [2]) Copernicus 1882, Nr. 18, 19.

Rand der Scheibe war weniger hell als die Mitte und das Ganze so hell als ein Stern 10,8. Größe. Von da ab nahm der Stern mit Schwankungen an Helligkeit mehr und mehr ab und war am 24. März 1882 nur noch 14. Größe. Im ganzen wurden sieben Linien in seinem Spektrum gemessen, von der 1 bis 4 sicher und 7 wahrscheinlich dem Wasserstoff angehören. Die Beobachter betonen nachdrücklich die Thatsache, daß das komplizierte Spektrum, welches die Nova 1876 und noch anfangs 1877 zeigte, im Laufe von acht bis neun Monaten auf eine einzige, nur von Spuren eines kontinuierlichen Spektrums begleitete Linie reduziert wurde und völlig den Charakter eines Nebelfleckspektrums annahm.

Von O. Lohse wurde die Nova am 9zölligen berliner Refraktor und vom 25. Oktober 1877 ab am 8zölligen Refraktor zu Potsdam beobachtet. Der Stern unterschied sich zu dieser Zeit von benachbarten durch sein mattes, nebelartiges Licht. Das Spektroskop zeigte vornehmlich eine helle Linie und Spuren eines kontinuierlichen Spektrums.

1885. Im Nebelfleck der Andromeda (α $0^h 37^m 15^s$ δ $+ 40^0 43{,}2'$; für 1900). Von Hartwig Ende August zuerst gesehen, nahe dem Kern des Nebels stehend und schwächer als 6. Größe. Der Stern erschien scharf und von gelblichem Lichte, seine Helligkeit nahm ziemlich rasch ab, nach Müllers photometrischen Messungen[1]) war der Stern Septbr. 2. 8,0. Gr., Septbr. 9. 8,5. Gr., Septbr. 17. 9,0. Gr., Septbr. 29. 9,5. Gr. und zwischen dem 10. und 13. Oktober 10. Gr. Seit Sept. 16. scheint eine Verlangsamung der Lichtabnahme eingetreten zu sein. Das Spektrum war auffallend schwach, kontinuierlich, mit den Andeutungen von dunkeln und hellen Linien, letztere im gelben Teile und äußerst schwach, so daß sich das Spektrum von demjenigen der temporären Sterne 1866 und 1876 charakteristisch unterschied.

1887. Im Perseus (α $1^h 55{,}1^m$ δ $+ 56^0 15'$; für 1900,0). Von Mrs. Fleming auf Cambridger Photographien an seinem Spektrum mit hellen Linien erkannt. Der Stern war im Maximum 9. Größe[2]).

Das photographische Spektrum des Sterns zeigt die Wasserstofflinien H_β H_γ H_ε und eine Linie bei λ 4060 hell, doch ist dasselbe auf den Photographien so schwach, daß es unmöglich ist zu entscheiden, ob es sich um einen Stern wie die Nova Aurigae oder um einen Veränderlichen, ähnlich o Ceti handelt, da beide helle Wasserstofflinien zeigen. Das Licht des Sterns nahm indessen mehr und mehr ab, und keine Spur desselben findet sich mehr auf zwei Photographien von 1885 November 3. und von 1886 Dezember 21., ebensowenig auf zahlreichen späteren.

1892. Im Fuhrmann (α $5^h 25^m 34^s$ δ $+ 30^0 22{,}2'$; für 1900). Von Dr. Anderson 1892 Januar 23. 14^h m. Zeit v. Gr. entdeckt und damals χ Aurigae an Helligkeit gleich. Prof. Edw. Pickerings Nachforschungen in dem photographischen Plattenmaterial der Harvard-Sternwarte ergaben[3]), daß er bereits auf mehreren Platten enthalten war und vor der Entdeckung

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2690. — [2]) Harv. Obs. Circular Nr. 4. — [3]) Astronomy and Astrophysics 1892, p. 228.

schon zwei Monate, dem bloßen Auge sichtbar, am Himmel stand, ohne daß er bemerkt worden war. Die genauere Prüfung zeigte, daß die Nova 1891 November 2. schwächer als 11. Größe gewesen sein muß, daß sie Dezember 1. 6. Größe war und bis Dezember 10. an Helligkeit rasch zunahm; Dezember 20. war sie im Maximum 4,4. Größe, nahm dann langsam und mit Schwankungen ab und war Januar 20. etwas unter 5. Größe. Nach den photometrischen Messungen zu Potsdam [1]) nahm die Nova anfangs Februar wieder an Licht zu (bis zu etwa 5,3. Größe), sank aber dann im Laufe des Februar langsam mit deutlich ausgeprägten Nebenmaximis bis zur 6. Größe und nahm im März mit großer Schnelligkeit ab, so daß sie vor Mitte April bereits unter 14. Größe war. Im August 1892 leuchtete der Stern nochmals auf, kam jedoch nicht über 9,5. Größe, in welcher er mit geringen Schwankungen bis Mitte 1894 blieb, worauf er wieder schwächer wurde, ohne jedoch völlig zu verschwinden.

Kaum ein anderer Stern hat bis dahin eine so reiche Ausbeute an spektroskopischen Beobachtungen geliefert, wozu der Umstand hauptsächlich beitrug, daß mittlerweile die Spektralphotographie des Fixsternlichtes auf eine sehr leistungsfähige Stufe gestiegen war. Auf der Harvard-Sternwarte erkannte man die Verdoppelung und Ortsverschiebungen vieler Linien im Spektrum, und ein Gleiches fand man in Edinburg [2]). Huggins sah ebenfalls eine Duplizität der Wasserstofflinien, die dunkleren deutend auf eine Annäherung des Gases, während der Körper, welcher die hellen Linien ausstrahlte, sich entfernte. Eine helle Linie im Grün fand Huggins übereinstimmend mit derjenigen der Nova von 1876 und betont, daß das Spektrum nicht mit demjenigen der hellinigen Nebel verwandt sei, ebensowenig mit dem gewöhnlichen Spektrum der Kometen. Die photographische Aufnahme des ultravioletten Teiles Febr. 22. mit $1^{3}/_{4}{}^{h}$ Exposition zeigte nicht nur die Wasserstofflinien bei G und h, sondern auch bei H und K mit allen in den weißen Sternen dunkel erscheinenden Linien hell, jede mit der entsprechenden Absorptionslinie auf der Seite gegen Blau. Die F-Linie erschien Ende Februar deutlich durch zwei sehr schmale dunkle Linien in drei helle Linien getrennt. Das Gleiche fand Prof. Pickering auf einer Febr. 27. erhaltenen Photographie. Huggins sah das Spektrum zuletzt März 24., es zeigte noch die vier hellen Linien im Grün und sie schienen ihre relative Helligkeit beibehalten zu haben; auch Spuren eines kontinuierlichen Spektrums waren noch zu sehen. Huggins vermutete, daß die Ursache des Aufleuchtens in Eruptionen aus dem Innern des Sterns zu suchen sei, die durch große Annäherung eines fremden Weltkörpers hervorgerufen worden.

W. W. Campbell hat das Spektrum der Nova 1892 am 36-Zoller der Lick-Sternwarte optisch und photographisch untersucht [3]) und erklärt es in den letzten Stadien seiner Sichtbarkeit für ein wirkliches Nebelspektrum, indem 17 Linien mit den Linien in den Spektren von fünf planetarischen Nebeln übereinstimmen. Aus der Verschiebung der Linie λ 5003 im August 1892

[1]) Müller, Photometrie der Fixsterne, S. 477. — [2]) Transact. Royal Soc. of Edinb., Vol. 37, I, Nr. 4. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3189.

schloß er auf eine Annäherung der Nova von 125 bis 173 engl. Meilen pro Sekunde, im September von 169 bis 192, im Oktober von 121 bis 128 im November von 80 bis 99, im Februar 1893 von 30 bis 55, im März von 65 bis 69, im August bis Oktober von 36 bis 55 engl. Meilen. Am 19. August 1892 sah Barnard[1]) am 36-Zoller die Nova als kleinen hellen Nebel mit sternartigem Kern, der Nebel schien 3″ groß und von einer 30″ im Durchmesser haltenden feinen Aureole umhüllt; auch Renz[2]) sah (September 7.) am 15-Zoller in Pulkowo den Stern verwaschen und von einem feinen Nebel umgeben. Indessen machte H. Newall darauf aufmerksam, daß wegen der starken chromatischen Aberration des großen Refraktors die Nebelhülle nur eine optische Täuschung sei; in Huggins' Reflektor erschien der Stern stets ohne Nebelhülle. Neue Untersuchungen, welche Campbell in dieser Hinsicht anstellte, bestätigten in der That, daß die Nova sich als richtiger Stern darstellte, indessen beharrt der Beobachter darauf, daß sie wirklich ein Nebel ist, weil die Aussage des Spektroskops darüber keinen Zweifel lasse[3]).

Die beiden Linien λ 4360 und 5750 erschienen 1892 sehr hell im Spektrum der Nova, während sie in den Spektren der Nebelflecke nur schwach sind, als jedoch Campbell den Stern im November 1894 wieder untersuchte, waren in seinem Spektrum beide Linien ebenfalls schwach geworden[4]). Die Wellenlänge der beiden Hauptlinien wurde von ihm bestimmt:

1894 September 17. $\lambda = 4958{,}7$ und 5006,4
1894 November 28. $\lambda = 4958{,}8$ und 5006,8.

Durch Vergleichung mit den Normalpositionen findet er hieraus als Eigenbewegung der Nova am 7. September — 27 km, im November — 13,5 km, also eine weitere Verminderung gegen 1892.

Sehr umfassende spektrographische Untersuchungen der Nova wurden in Potsdam seit dem 14. Februar 1892 angestellt, sie sind von Prof. H. C. Vogel ausführlich diskutiert worden[5]). Die Beobachtungen über das sichtbare Spektrum erstrecken sich über die Zeit vom 14. Februar bis 19. März, dann in der zweiten Erscheinung der Nova auf die Abende des 17. September 1892 und 12. März 1893. Das photographische Spektrum wurde zwischen 1892 Februar 14. und März 16. auf 19 Platten erhalten. Da es nach den ersten Aufnahmen für Vogel wahrscheinlich war, daß man es bei der Nova möglicherweise mit mehreren übereinander gelagerten Spektren verschiedener Körper zu thun habe, wodurch die sichere Identifizierung der Linien sehr erschwert ist, hat sich derselbe im wesentlichen auf eine Specialuntersuchung der Wasserstofflinien und der Linie K beschränkt, deren Identifizierung unzweifelhaft ist. Sie boten aber auch dadurch ein besonderes Interesse, weil sie (bei mikroskopischer Untersuchung) da, wo sie als helle Linien erscheinen, zwei oder mehrere Intensitätsmaxima zeigen und in den dunklen Linien eines zweiten Spektrums, die sich an das brechbarere Ende der hellen Linien ansetzen, feine helle Linien nahe in der Mitte derselben auftreten.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3111. — [2]) a. a. O., Nr. 3119. — [3]) Harvard Coll. Obs. Circular, Nr. 17. — [4]) Astrophys. Journal, Vol. 1, p. 49. — [5]) Abhandl. der Königl. preuß. Akademie der Wissensch., 1893.

Die folgende Zusammenstellung giebt die von Vogel gefundene Breite der hellen und dunklen $H\delta$-Linie und $H\gamma$-Linie im Durchschnitt aus sämtlichen gemessenen Platten, sowie die Verschiebung der Mitten dieser Linien gegen die Linien des Vergleichsspektrums (nach Reduktion auf die Sonne) im Durchschnitt aus den Platten Nr. 5, 10, 12, 13 und 14.

Linie	Breite in $\mu\mu$	Verschiebung der Mitte in $\mu\mu$
$H\,\delta$, hell	1,49	+0,44
$H\,\gamma$, hell	2,28	+0,85
$H\,\delta$, dunkel	1,53	−1,10
$H\,\gamma$, dunkel	1,65	−1,15

Über das Aussehen der dunklen Linien bemerkt Prof. Vogel noch, daß er bei mehreren Platten den Eindruck erhalten habe, als ob diese Linien da, wo sie sich an die hellen Linien ansetzen, also an der weniger brechbaren Seite, von den hellen Linien etwas überdeckt würden, und daß die Mitte wohl durch die feine helle Linie bezeichnet wäre. „Der Gedanke, daß letztere dann als eine Umkehrungserscheinung aufzufassen ist, liegt nahe. Dagegen zeigen andere Platten, besonders solche, die länger exponiert sind, daß die größte Dunkelheit in den Linien im Vergleiche zur feinen hellen Linie etwas nach Violett zu gelegen ist."

Es finden sich unter 36 gemessenen Linien 27 mit Chromosphärenlinien fast gänzlich zusammenfallend, nach Campbell sogar etwa 40.

Belopolsky kam auf Grund seiner spektroskopischen Aufnahmen der Nova zu dem Ergebnisse, daß der Körper, dessen Spektrum dunkle Linien zeigte, sich mit einer konstanten Geschwindigkeit von 118 geogr. Meilen in der Sekunde der Sonne näherte, daß die hellen Linien dagegen einem oder mehreren Körpern angehörten, die eine sehr hohe Temperatur besaßen und sich mit großer, aber veränderlicher Geschwindigkeit zuerst in der Richtung auf die Sonne, dann in entgegengesetzter bewegten.

1893. Im Winkelmaß (Norma) (α 15^h 22^m 22^s, δ -50^0 13,9′; für 1900,0). Der Stern erschien im Sommer 1893 und wurde Oktober 26. von Mrs. Fleming bei der ihr vorgeschriebenen Durchmusterung der Draper-Memorial-Photographien auf einem zu Arequipa Juli 10. mit 72^m Expositionsdauer gewonnenen Negative entdeckt[1]). Auf 23 Photographien, die in der Zeit von 1889 Juni 6. bis 1893 Juni 21. aufgenommen worden, ist keine Spur des Sterns zu finden, während er Juli 10. von 7. Größe erschien. Die photographische Durchmusterung auf der Cap-Sternwarte hat an dem Orte der Nova 1890 April 29. und Mai 2. einen Stern 9,2. Größe, die Aufnahmen 1887 zeigen dagegen an derselben Stelle keine Sternspur. Fig. 77 zeigt einen Teil der Photographie, auf welcher der Stern von Mrs. Fleming entdeckt wurde, in dreifacher Vergrößerung des Originals. Unmittelbar darunter sieht man das Spektrum (des I. Typus) eines Sterns 8. Größe. Die

[1]) Ann. of Harvard Coll. Obs., Vol. 26, Part. II., p. 258.

Nova zeigte im Aussehen ihres Spektrums die größte Ähnlichkeit mit demjenigen der Nova im Fuhrmann vom Dezember 1891. Fig. 78 zeigt beide Spektra übereinander in 20facher Vergrößerung der Originalaufnahmen, oben das Spektrum der Nova Normae (1893 Juli 26.) und darunter dasjenige der Nova Aurigae (1892 Februar 6.). Der einzige merkliche Unterschied, den die Wiedergabe zeigt, ist eine helle Linie (λ 4300), etwa 29 mm von der linken Seite an gerechnet im Spektrum der Nova Aurigae, die in dem andern Spektrum fehlt. Diese Linie war auf späteren Photographien der Nova Aurigae schwächer und verschwand dort zuletzt.

Die Wasserstofflinien $H\xi$, $H\varepsilon$, $H\delta$, $H\gamma$ und $H\beta$ erscheinen hell in beiden Spektren (resp. 5, 10, 19, 31 und 51 mm vom linken Rande ab), ebenso die Calciumlinie K (8 mm vom linken Rande ab). Alle diese Linien werden in beiden Spektren begleitet von dunklen Linien, die etwas kleinere Wellenlängen zeigen. Die Lichtabnahme der Nova geschah langsam und kann nahezu durch eine gerade Linie dargestellt werden. Nach den Messungen auf den Photographien der Harvard-Sternwarte hat man folgende Helligkeiten der Nova:

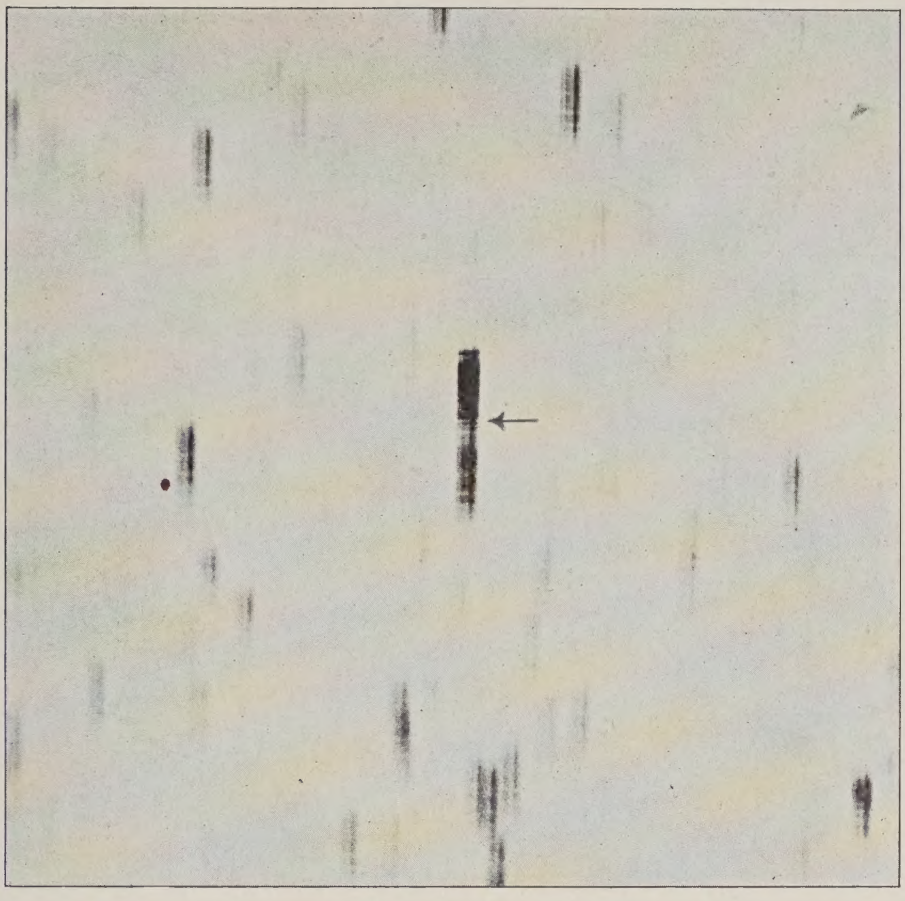
1893 Juli	10.	6,92	1894 September	11.	12,31
1893 August	5.	7,78	1894 Dezember	19.	13,28
1893 Oktober	29.	9,20	1895 April	6.	14,12
1894 Januar	8.	10,16	1895 Mai	13.	14,45
1894 Februar	9.	10,68	1895 Juni	18.	14,42
1894 April	3.	10,82	1895 Juli	18.	14,67
1894 Mai	23.	11,22	1895 August	8.	14,60
1894 Juni	14.	11,28	1896 März	9.	$<15,2$
1894 August	1.	12,07	1896 Juni	10.	$<16,3$

Bei abnehmender Helligkeit näherte sich das Spektrum der Nora immer mehr dem typischen Spektrum der Nebelflecken.

1895. Im Schiff Argo (Carina) (α 10^h 3^m 54^s, δ $-61°$ 23,6′; für 1900,0). Von Mrs. Fleming gefunden auf Photographien, die an der Arequipa-Station erhalten worden[1]). Eine Photographie vom 14. April zeigt nach einer Exponierung von 1^h ein Spektrum, in welchem die Wasserstofflinien $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\varepsilon$ und $H\xi$ hell erscheinen und die mit Ausnahme von $H\beta$ von einer dunklen Linie, die etwas kleinere Wellenlängen besitzt, begleitet werden. Eine augenfällige dunkle Linie erscheint noch in der Mitte zwischen $H\gamma$ und $H\delta$. Die Vergleichung dieses Spektrums mit jenen der Nova Aurigae und N. Normae ergab, daß dieselben sämtlich in ihren Hauptzügen übereinstimmen. Eine Juni 15. mit 1^h Exposition aufgenommene Photographie zeigte, daß mittlerweile Änderungen im Aussehen des Spektrums stattgefunden hatten. Die Wasserstofflinien $H\beta$, $H\gamma$ und $H\delta$ waren noch hell, das kontinuierliche Spektrum erschien dagegen sehr schwach; eine Linie λ 4700 erschien jetzt so hell als die Wasserstofflinien, während sie auf der Photographie vom 14. April kaum sichtbar ist. Auf 62 Platten, die zwischen 1889 Mai 17. und 1895 März 5. aufgenommen wurden, ist keine Spur der Nova zu erkennen, obgleich diese Platten Sterne 14. Größe enthalten. Auf

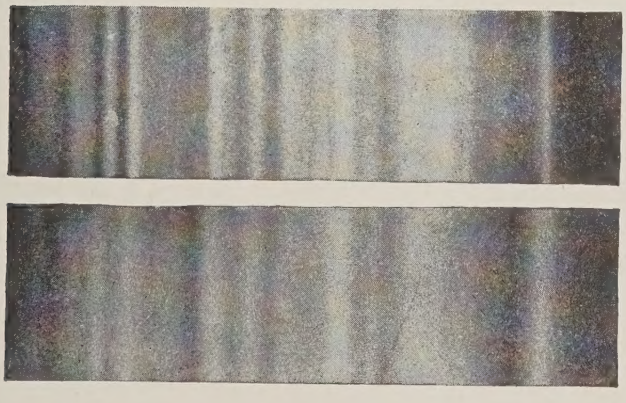
[1]) Harvard Coll. Obs. Circ., Nr. 1.

Fig. 77.



Teil der photographischen Aufnahme, auf welcher die Nova Normae 1893 von Mrs. Fleming entdeckt wurde. Der Pfeil zeigt auf das Spektrum der Nova. (In dreifacher Vergrößerung der Originalaufnahme.)

Fig. 78.



Spektrum der Nova Normae 1893, Juli 26.

Spektrum der Nova Aurigae 1892, Februar 6.

(In 20facher Vergrößerung der Originalaufnahme.)

9 Platten zwischen 1895 April 8. und Juli 1. erscheint der Stern und seine photographische Helligkeit vermindert sich von 8. bis zu 11. Größe.

1895. Im Centauren (α 13^h 34^m 17^s, δ -31^0 7,6′; für 1900,0). Derselbe wurde auf Photographien der Arequipastation von Mrs. Fleming am 12. Dezember 1895 entdeckt[1]). Der Stern erregte die Aufmerksamkeit durch sein 1895 Juli 18. mit 52^m Expositionsdauer aufgenommenes Spektrum. Auf (55) Platten von 1889 Mai 21. bis 1895 Juni 14. findet er sich nicht, erscheint dagegen auf einer Platte vom 8. Juni 1895 als Stern 7,2. Größe, 1895 Dezember 16. war er 10,9. Größe, 1896 Juni 11. nach Beobachtungen auf der Lick-Sternwarte 14,4. Größe, 1897 Januar 4. aber auch am 36-Zoller unsichtbar, also unter 16,3. Größe. Das Spektrum war ähnlich dem, welches der Nebel um 30 Doradus und der Stern A. G. C. 20 937 zeigen, aber unähnlich demjenigen der gewöhnlichen Nebel oder der neuen Sterne in Auriga, Norma und Carina. Die Nova steht sehr nahe bei dem Nebel N. G. K. 5253. Nach W. W. Campbell könnte es sich um einen Veränderlichen von sehr langer Periode und äußerst unregelmäßigem Lichtwechsel handeln[2]).

1898. Im Schützen (α 18^h 56^m 13^s, δ -13^0 18,3′; für 1900,0). Der Stern ist[3]) anfangs 1898 oder möglicherweise Ende 1897 aufgetaucht. Er wurde von Mrs. Fleming bei Untersuchung der in Arequipa aufgenommenen Photographien an seinem eigentümlichen Spektrum erkannt. Auf 87 Platten, die von 1888 September 5. bis 1897 Oktober 23. aufgenommen worden, fehlt er, obgleich die letzten dieser Platten Sterne 15. Größe zeigen. Die Nova erscheint zuerst auf einer Platte vom 8. März 1898 als Stern 4,7. Größe, dann März 14. 5. Größe, April 3. 8,2. Größe, April 19. ebenfalls 8,2. Größe. Auf der letzten Photographie erscheint das Spektrum mit den hellen Wasserstofflinien $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\varepsilon$, $H\zeta$, $H\eta$ und vielleicht noch $H\vartheta$. Ein breiter Streifen bei λ 4613 ist ebenfalls hell und schmale helle Linien zeigen sich in λ 4029, 4179, 4238, 4276, 4459 und 4536, diese scheinen identisch mit den hellen Linien im Spektrum der Nova Aurigae. Außerdem eine dunkle Linie von λ 4060; dunkle Linien am Rande der hellen gegen die kleineren Wellenlängen hin fehlen; auch die Linie K ist nicht sichtbar. Auf einer Photographie vom 21. April, als der Stern noch immer 8,2. Größe war, ist die dunkle Linie λ 4060 verschwunden, dagegen erscheint eine helle Linie bei λ 5005, die zweifellos identisch mit der Hauptnebellinie (λ 5007) ist, außerdem sind die Wasserstofflinien jetzt etwas schmaler und intensiver als auf den früheren Photographien. Mit der Abnahme der Helligkeit scheint die Nova sich, wie Prof. Edw. Pickering hervorhebt, in einen Gasnebel verändert zu haben, wie das Sichtbarwerden der hellen Linie λ 5005 beweist.

1899. Im Adler (α 19^h 15,3^m, δ $-$ 0^0 19′; für 1900,0). Von Mrs. Fleming auf (16) Cambridger Photographien aus dem April 1899

---

[1]) Harv. Coll. Obs. Circ., Nr. 4. — [2]) Astrophys. Journ., Vol. 5, p. 233. — [3]) Harv. Coll. Obs. Circ., Nr. 42.

entdeckt. Der Stern war damals 7. Größe, nahm an Licht ab, war nach E. Pickerings Angaben Mitte 1900 nur noch 12. Größe und besaß nunmehr das Aussehen eines kleinen Nebels[1]).

Scheinbare Verteilung der neuen Sterne über den Himmel. Während der letzten vier Jahrhunderte sind 16 Sterne erschienen, die man gewöhnlich als Novae bezeichnet. Sie tauchten im allgemeinen nahe der Mittellinie der Milchstraße auf und ihre mittlere galaktische Breite (ihr durchschnittlicher Abstand von der Centrallinie der Milchstraße) beträgt, wie Edw. Pickering hervorhebt[2]), 11,2°, während sie bei gleichförmiger Verteilung 30° sein müßte, denn die Region, deren galaktische Breite weniger als 30° beträgt, umfaßt die Hälfte des Himmels. Von den neuen Sternen erschienen 14 innerhalb dieser Region und nur einer (Nova Coronae) außerhalb derselben. Die Novae der Andromeda und des Centauren zeigten Spektra ohne helle Linien und unähnlich demjenigen der anderen. Läßt man diese beiden Sterne fort, so ist die mittlere galaktische Breite der übrigen neuen Sterne 9,0°. Die galaktische Breite der Nova in der nördl. Krone beträgt 46,8° und dieser Stern bietet die einzige Ausnahme von der Regel, daß alle Novae mit hellen Linien im Spektrum, nahe der Centrallinie der Milchstraße auftauchten. Sieht man von diesem Stern ebenfalls ab, so beträgt die durchschnittliche galaktische Breite der übrigen Novae 5,8°. Die Wahrscheinlichkeit, daß diese Art der Verteilung lediglich zufällig sei, ist äußerst gering.

Wenn man die Wahrscheinlichkeit des Aufleuchtens eines neuen Sterns in einer Himmelsgegend abschätzen will, ohne irgend eine Hypothese zu machen, so wird man mit H. Seeliger[3]) einfach zu sagen haben, daß bei diesem Aufleuchten irgend etwas mit einem Weltkörper des Universums geschieht, wobei gleichzeitig die leuchtenden und dunkeln Weltkörper in Frage kommen. Die relative Wahrscheinlichkeit für das Aufleuchten eines neuen Sterns wird dann einfach proportional sein der Anzahl der Weltkörper, die sich auf der betreffenden Himmelsregion projizieren. Es ergiebt sich schon hieraus, daß die Gegenden der Milchstraße als in hervorragender Weise bevorzugt erscheinen werden. Die Anzahl der leuchtenden Himmelskörper in einer bestimmten Himmelsgegend bis zu den lichtschwächsten kann man, wie H. Seeliger gezeigt hat[4]), aus genügend ausführlichen und weit getriebenen Sternaichungen berechnen. Das verfügbare Material reicht aber zu einer solchen Rechnung nicht aus, wenn man nicht eine gewisse Hypothese machen will. Unter möglichst einfachen Annahmen findet Prof. Seeliger, daß von 5840 neuen Sternen bis zur photometrischen Größenklasse 13,5 62,75 Proz., und von 4173 Sternen bis zur Größe 14,5 55,67 Proz. innerhalb der eigentlichen Milchstraßenzone zu erwarten sein würden. Die mittleren galaktischen Breiten würden im ersten Falle 13,9°, im zweiten 15,6° betragen.

Das Überwiegen der neuen Sterne in der Nähe der Milchstraße ist also schon aus den angeführten Gründen plausibel, es wird aber noch verstärkt,

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3651. — [2]) Harv. Coll. Obs. Circ., Nr. 42. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3596. — [4]) Abhandl. d. Kgl. bayer. Akad. d. Wiss. zu München, 1898.

wenn man auf das Wesen der Erscheinung eingeht und diese als Folge irgend welcher Kollisionen betrachtet. Die Häufigkeit solcher ist nämlich, wie Prof. Seeliger hervorhebt, nicht proportional der Anzahl der vorhandenen leuchtenden Weltkörper in den einzelnen Zonen parallel der Milchstraßenebene, sondern nimmt in einem stärkeren Verhältnisse zu als diese Zahlen wachsend angenommen werden müssen.

Deutung der neuen Sterne. Von den Veränderlichen mit langer Periode unterscheiden sich die Novae durch ihr spektroskopisches Verhalten völlig. Prof. Edw. Pickering betont, daß bei ihnen meist die Linie $H\varepsilon$ hell erscheint, während diese im Spektrum der erwähnten Veränderlichen stets dunkel ist, vielleicht infolge der Überdeckung durch die breite Calciumlinie *H*. Aus spektroskopischen Gründen wäre der Stern P Cygni, dessen Lichtschwankungen ihn sonst den Veränderlichen von langer und unregelmäßiger Periode nahestellen, den neuen Sternen beizuzählen, denn in seinem Doppelspektrum erscheinen helle und dunkle Linien nebeneinander[1]). Nach den Aufnahmen Belopolskys[2]) stimmen die hellen Linien des Spektrums ungefähr mit deren normalen Positionen überein, während die dunklen gegen violett verschoben sind. Auf 7 Spektrogrammen, die 1899 zwischen September 21. und Oktober 1. erhalten wurden, sind keinerlei Änderungen des Spektrums zu erkennen. Der rote Stern 6. Größe (α 5^h 49,0^m, δ $+20^0$ 9,2′; für 1885,0), den Gore 1885 nahe bei χ^1 Orionis zuerst sah[3]), besitzt dagegen nach Vogel[4]) und Dunér[5]) ein völlig normales Spektrum der Klasse IIIa ohne helle Linien und tritt dadurch in die Klasse der Veränderlichen von langer Periode.

Physikalisch betrachtet, handelt es sich bei den neuen Sternen zweifellos um ein gewaltiges kosmisches Ereignis außerhalb des Rahmens der normalen Ordnung.

Prof. Seeliger hat die photometrischen Messungen an der Nova im Nebelfleck der Andromeda (1885) benutzt[6]), um zu untersuchen, ob dieselben mit der Vorstellung eines sich abkühlenden Körpers vereinbar sind. Als Resultat ergab sich, daß die Katastrophe, welche das Aufleuchten des Sterns hervorbrachte, eine sehr durchgreifende gewesen sein muß und den größten Teil der Masse des Sterns in Mitleidenschaft zog. Zöllner hielt das Aufleuchten neuer Sterne im allgemeinen auch für eine Katastrophe, durch welche die von einer Schlackenhülle umschlossene innere Glutmasse eines bereits in der Erkaltung weit fortgeschrittenen Sterns plötzlich an die Oberfläche gebracht werde[7]). O. Lohse denkt an die plötzliche Bildung von chemischen Verbindungen, die beim fortschreitenden Abkühlungsprozesse eines Sterns auftreten und vorübergehend starke Wärmeentwicklung verursachen können[8]). Wie sich jedoch der Vorgang speciell abspielt, darüber gehen die Ansichten noch auseinander. Genauere Diskussionen hat besonders die Nova im Fuhrmann (1892) veranlaßt.

---

[1]) Publ. d. astrophys. Obs. Potsdam, Nr. 39, S. 48. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3603. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2698. — [4]) a. a. O., Nr. 2702. — [5]) a. a. O., 2707. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 2710. — [7]) Zöllner, Photom. Untersuchungen, 1865, S. 247. — [8]) Monatsber. d. preuß. Akad., 1877, S. 826.

Prof. Seeliger[1]) nimmt zur Erklärung der Erscheinung an, daß der Stern anfangs Dezember 1891 in ein kosmisches Gebilde von sehr dünn verstreuter Materie (staub- oder gasförmig) eingetreten sei und dasselbe vier Monate später wieder verlassen habe. Für einen solchen Weltkörper würde sich in großartigstem und folgenschwerstem Maße das Schauspiel einstellen, welches sich uns gelegentlich in den harmlosen Sternschnuppenfällen darbietet. Seeliger zeigt rechnerisch, daß diese Hypothese sich durchaus mit den Thatsachen verträgt, sowie ferner, daß die Eigentümlichkeiten der Spektra von Nova Aurigae und andern neuen Sternen in dieser Hypothese ihre einfachste Erklärung finden, möge man jene nun durch große relative Geschwindigkeit oder durch großen Druck entstanden auffassen[2]). Auch Vogel war der Überzeugung, daß es sich bei dem Aufleuchten der Nova um eine Umsetzung von Massenbewegung in Molekularbewegung (Wärme und Licht) handle, doch dachte er dabei an Zusammenstöße mit sternähnlichen oder planetarischen Körpern. Diese Deutung war auf Grund des Doppler-Fizeauschen Prinzips so naheliegend, daß sie an und für sich als wahrscheinlichste erscheinen konnte.

Später haben die Untersuchungen von W. J. Humphreys und J. F. Mohler[3]), sowie von Eder und J. Wilsing[4]) das überraschende Resultat ergeben, daß bei hohem Druck in den Spektren der Metalle Paare von hellen und dunkeln Linien entstehen können, bei denen stets die Emissionslinie an der weniger brechbaren Seite gelegen ist. Hierdurch wurde das Problem der neuen Sterne unter einen anderen Gesichtspunkt gerückt und die Anwendung des Doppler-Fizeauschen Prinzips ausgeschlossen. Wilson gab eine Erklärung des Spektrums der neuen Sterne, die von der Voraussetzung ausgeht, daß sich diejenigen leuchtenden Moleküle, welche die hellen Linien des Sternspektrums geben, unter hohem Druck befinden.

„Will man", sagt Prof. Wilsing, „die Hypothese eines Doppelsternsystems bei der Nova Aurigae beibehalten, so würde man dem einen der beiden Sterne ein Spektrum mit dunkeln, breiten Absorptionslinien zuschreiben müssen, welche die Stelle der Linien im normalen Spektrum einnehmen, während die von dem andern Stern herrührenden hellen Linien nach Rot verschoben sind und die weniger brechbare Seite der Absorptionslinien in dem zur Beobachtung gelangenden Gesamtspektrum teilweise überlagern. Bei den rasch verlaufenden Lichtschwankungen, welche die Mehrzahl der neuen Sterne zeigte, wird die Annahme mechanischer, von Drucksteigerungen begleiteter Massenverschiebungen nichts Auffallendes haben, wenn man die analogen Erscheinungen der Protuberanzen in der Sonnenphotosphäre zur Vergleichung heranzieht. Aber auch auf chemischem Wege können Drucksteigerungen hervorgebracht werden, wenn die Temperatur niedrig genug ist, um die Bildung von Verbindungen zu gestatten. Auf eine verhältnismäßig niedrige Temperatur weist aber gerade das Verhalten der Wasserstofflinien hin, wenn ihre Verschiebung im Sternspektrum als Wirkung des Drucks angesehen wird, da bei hoher Temperatur zugleich eine so beträchtliche Verbreiterung der Linien hätte eintreten müssen, daß die Verschiebungen vermutlich nicht zu erkennen gewesen wären. Von diesem Standpunkt aus wäre die Erscheinung der Nova vielleicht als Folge der Gleichgewichtsstörung eines in seiner Entwickelung bereits weit vorgeschrittenen Sterns

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3148. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3598. — [3]) Astrophys. Journ., Vol. 3, 4, 5. — [4]) Sitzungsber. d. Kgl. preuß. Akad. d. Wiss., 1899, S. 426. Astr. Nachr., Nr. 3603. Publik. des astrophys. Obs. zu Potsdam, Nr. 40.

aufzufassen, einer Störung, welche etwa durch Gravitationswirkungen bei dem nahen Vorübergange zweier Weltkörper verursacht werden kann. Aber auch ein einfacher Stern kann unter gewissen Voraussetzungen ein Doppelspektrum geben. Wenn der eigentliche Kern des Sterns von einer so ausgedehnten und intensiv leuchtenden gasförmigen Hülle umgeben ist, daß die Strahlung der Randpartien, welche über die Scheibe hinausragen, einen erheblichen Bruchteil der Gesamtstrahlung ausmacht, so wird ein Spektrum mit hellen Linien auftreten, welches sich über das Absorptionsspektrum des Kerns legt und zwar wird durch die Strahlung der untern, dem Kern benachbarten, hellsten und dichtesten Schichten der Hülle der weniger brechbare Teil der entsprechenden Absorptionslinien im Spektrum des Kerns aufgehellt werden müssen, so daß ein Spektrum mit Linienpaaren entsteht, welche sich je aus einer hellen und einer brechbarern dunkeln Linie zusammensetzen. Diese Erklärung des Doppelspektrums durch Annahme einer ausgedehnten Atmosphäre, wie Scheiner selbst auch bei γ Cassiopeiae voraussetzt, würde sich für P Cygni besonders eignen wegen der Unveränderlichkeit des Spektrums dieses Sterns, da bei dieser Hypothese wesentlich statische, statt der früher beobachteten dynamischen Druckwirkungen auftreten."

Prof. Vogel hat sich neuerdings auch der Ablehnung des Dopplerschen Prinzips in Anwendung auf die Spektra der neuen Sterne angeschlossen[1]). „Es lag sehr nahe", sagt er, „bei der Entdeckung der Eigentümlichkeiten der Spektra dieser Sterne, die relativ zueinander stark verschobenen Emissions- und Absorptionslinien den Spektren zweier Körper zuzuschreiben, deren in der Gesichtslinie gelegene Bewegungskomponenten entgegengesetzt gerichtet sind. Als aber in den später erschienenen Sternen der Nova Normae und der Nova Carinae ebenfalls helle und dunkle Linienpaare im Spektrum auftraten, bei denen wie im Spektrum der Nova Aurigae die Emissionslinien nach der weniger brechbaren Seite lagen, und dasselbe in den Spektren von β Lyrae und P Cygni beobachtet werden kann, nachdem aber besonders sich gezeigt hatte, daß während der ganzen ersten Erscheinung der Nova Aurigae eine Veränderung in den Abständen der hellen und dunkeln Linie nicht zu konstatieren war, daß im Spektrum von P Cygni die Linien ebenfalls unverändert ihre Lage beibehalten und bei β Lyrae innerhalb der Zeit der Lichtperiode zwar Bewegungen zwischen den Komponenten der Linienpaare zu erkennen sind, dieselben aber nie so weit gehen, daß einmal die hellen Linien nach der brechbarern Seite zu neben den dunkeln Linien gelegen wären, erschienen die Bedenken gegen die Anwendbarkeit des Dopplerschen Prinzips für derartige Fälle mehr und mehr gerechtfertigt."

Die specielle, auf spektroskopische Forschungen basierte Deutung des Vorgangs, welcher sich im Auflodern der sogenannten neuen Sterne abspielt, erscheint hiernach wiederum für uns verschleiert, nur so viel darf als feststehend gelten, daß man sich diesen Vorgang, im Sinne Seeligers, als einen katastrophenartigen vorzustellen hat.

Parallaxen der Fixsterne.

Die Wichtigkeit der Bestimmung von Fixstern-Parallaxen trat zuerst an die beobachtende Astronomie heran, als das Weltsystem des Copernicus,

[1]) Sitzungsber. der Kgl. preuß. Akad., 1900, S. 373 ff.

die anderthalb Jahrtausende hindurch herrschend gewesene geocentrische Anschauungsweise, wie sich diese in der unrichtigen Ptolemäischen Vorstellung der Weltordnung ausspricht, zu verdrängen begann. Allein wenn Copernicus nur die geringste Ahnung von den mechanischen Stabilitätsbedingungen der Systeme himmlischer Körper hätte besitzen können, so würde er jede Hoffnung aufgegeben haben, mittels seiner selbstgeteilten Quadranten die reflektierte Ortsbewegung der Erde in der parallaktischen Veränderung der Fixsternörter nachweisen zu wollen. Aber erfüllt von der innern Überzeugung der Richtigkeit seines heliocentrischen Planetensystems, sprach er kühn aus, daß die wahren Distanzen der Fixsterne zu groß seien, um Parallaxen mit Instrumenten zu messen, die kaum größere Genauigkeit als bis auf 15′ gestatteten. Schon weiter ging der große Beobachter Tycho Brahe, allein trotz seiner für die damalige Zeit bewundernswürdigen Instrumente konnten die, nur mit bloßem Auge angestellten Beobachtungen keine größere Genauigkeit als bis zu 3 oder 4′ gewähren. Das Fehlen jeder Parallaxe der Fixsterne bewies damals also nur einen größern Abstand des Fixsternhimmels von der Erde, als 1100 oder 1200 Erdbahnradien, entsprechend einer Distanz von 22 000 bis 24 000 Millionen geographischer Meilen. Bis zu Flamsteeds Beobachtungen stieg die Schärfe der Messungen zum Vierfachen der Genauigkeit von Tychos Bestimmungen und gleichzeitig ward damit die Distanz der nächsten Fixsterne bis über 100 000 Millionen Meilen hinausgerückt; aber um wieviel sie diesen Minimalabstand überschritt, entzog sich durchaus jeder Mutmaßung. Ebenso vergeblich waren die Untersuchungen, welche Jacob Cassini in den Jahren 1714 und 1715 zur Ermittelung der Parallaxe des Sirius mit Hülfe eines feststehenden Fernrohrs anstellte. Der Wert von 10″, zu welchem er gelangte, erklärt sich aus Instrumental- und Beobachtungsfehlern, sowie aus dem Einflusse der damals noch nicht bekannten Aberration des Lichtes. Auch genügte das erlangte Resultat seinem Urheber so wenig, daß er die Parallaxe des Sirius thatsächlich für unmerklich erklärte und das Gleiche von den Parallaxen aller übrigen Fixsterne behauptete[1]).

Die bewundernswürdig genauen Messungen, welche Bradley im Vereine mit Molineux mittels seines ausgezeichneten dreizehnfüßigen Zenithsektors im Jahre 1728 zu Kew und Wanstead angestellt, waren ausschließlich in der Absicht unternommen worden, die Parallaxe von γ Draconis zu untersuchen. Wenn diese Beobachtungen auch nicht direkt zur Auffindung der jährlichen Parallaxe jenes Sterns führten, so leiteten sie doch Bradley auf die Entdeckung der Aberration des Lichtes und haben neuerdings in der erschöpfenden Diskussion, welche Auwers ihnen widmete, allerdings zu einem rechnungsmäßigen Werte für die Parallaxe von γ Draconis geführt. Auwers bestimmte, als er aus den 94 Beobachtungen, welche Molineux von diesem Sterne zu Kew angestellt, die Aberrationskonstante ableitete, gleichzeitig die absolute jährliche Parallaxe von γ Draconis zu $0{,}0917'' \pm 0{,}0705''$. Dieser Wert ist natürlich bloß ein Rechnungsresultat, aber seine Kleinheit redet laut für die große Schärfe der Bradleyschen Beobachtungen, und steht in be-

[1]) Cassini, Elémens d'Astr. 1741, p. 51.

zeichnendem Gegensatze mit dem Ergebnisse von 15″, zu welchem 1674 Hooke (und Flamsteed) für denselben Stern gelangt waren[1]). Die frühesten Beobachtungen der Doppelsterne durch William Herschel waren fast ausschließlich durch den Gedanken hervorgerufen worden, einen Vorschlag Galileis[2]) zu realisieren, den der berühmte florentinische Physiker machte, indem er sagte: „Ich glaube, daß manche Fixsterne zwei- und dreimal entfernter sind als andere, so daß, wenn man im Felde eines Fernrohres in der unmittelbaren Nähe eines sehr hellen Sterns einen lichtschwachen erblickt, man vielleicht eine merkliche Veränderung in der gegenseitigen Lage beider wahrnehmen könnte." Schon vor Herschel hatte Long versucht[3]), auf diesem Wege merkliche Fixsternparallaxen zu entdecken, doch ohne Erfolg. Herschels Beobachtungen führten ebenfalls zu keinem Resultate; er gelangte aus seinen Messungen von ε Bootis im Jahre 1782 zu dem Ergebnisse, daß die Parallaxendifferenz der Komponenten dieses Doppelsterns gleich Null sei, was thatsächlich der Fall ist, indem beide Sterne physisch miteinander verbunden sind.

Nicht minder negativer Art waren die Resultate, welche Calandrelli und 1805 Piazzi für eine Reihe von Sternen erster Größe (Sirius, Procyon, Wega, Aldebaran) erhielten. Allerdings gelangte Piazzi für einige andere Sterne zu positiven Parallaxen, allein die gefundenen Werte vermochten vor einer strengen Kritik nicht zu bestehen[4]).

Eine langjährige, aber leider ebenfalls nicht erfolgreiche Thätigkeit verwandte Brinkley in Dublin auf die Ermittelung der Fixsternparallaxen. Im Jahre 1815 gab er für einige hellere Sterne Werte ihrer jährlichen Parallaxen von 1,2″ bis 3,2″, allein nach den bis dahin vorliegenden negativen Resultaten konnten diese nur mit Vorsicht aufgenommen werden; auch modifizierte Brinkley dieselben mehrfach (z. B. für α Lyrae 0,57″ statt 1,2″) und Ponds genauere Untersuchungen widersprachen denselben entschieden[5]).

Erst dem Heliometer Fraunhofers war es vorbehalten, unter den Händen von Bessel die ersten zuverlässigen Resultate für die Parallaxe eines Fixsterns zu liefern, und es ist deshalb gerechtfertigt, auf diesen ersten Versuch hier ausführlicher einzugehen.

Schon 1812 war Bessel auf die bedeutende Eigenbewegung von 61 Cygni aufmerksam geworden, und schloß daraus auf eine verhältnismäßig große Nähe dieses unscheinbaren Doppelsterns. Allein die unzureichenden Hülfsmittel, welche ihm damals zu Gebote standen, verhinderten die Untersuchung, und in den Jahren 1815 und 1816 war er noch zu keinem Resultat gelangt.

Erst am 18. August 1840 begannen die Heliometerbeobachtungen Bessels. Die angewandte Methode bestand in der mikrometrischen Verbindung des Doppelsterns mit zwei beträchtlich kleinen, fast unbewegten Sternen *a* und *b*, von denen der erstere in einer fast senkrecht zur Verbindungslinie der Komponenten von 61 Cygni stehenden Richtung steht, während der andere nahe

[1]) An attempt to prove the motion of the earth from observations by Rob. Hooke, 1674. — [2]) Opere di Galileo Galilei, Vol. 12, p. 206. Milano 1808. — [3]) Astronomy, Cambridge 1764, Vol. 2. — [4]) Mem. Soc. Ital. IX, 1802. — [5]) Phil. Trans. 1817, 1818, 1823.

in der Verlängerung jener Linie sich befindet. Bessels erste Resultate beruhen auf seinen eigenen Beobachtungen zwischen 1837 August 18. und 1838 Oktober 2., sie ergaben als wahrscheinlichen Wert der relativen Parallaxe nach den eigenen Rechnungen[1]) des berühmten Astronomen: $\pi = 0{,}3136'' \pm 0{,}3136''$.

Diese Parallaxe beruht auf 85 gemessenen Abständen von dem kleinen Sterne *a* und 98 Abständen von *b*. Übrigens betrachtete Bessel dieses Resultat nur als ein vorläufiges, welches „nicht zweifelhaft läßt, daß die jährliche Parallaxe des 61. Sterns im Schwane eine Größe besitzt, die sich in den Beobachtungen, wenn sie mit einem geeigneten Apparate und oft wiederholt gemacht werden, sicher verrät". Bessel hielt es für wünschenswert, die Beobachtungen weiter fortzusetzen. In Nr. 401 der Astronomischen Nachrichten teilt er die definitiven Resultate seiner Arbeit mit. „Die Beobachtungen", heißt es dort, „sind jetzt bis zum Ende des März 1840 fortgesetzt worden, erstrecken sich über 2 Jahre und 7 Monate und liefern 188 Messungen der Entfernung der Mitte zwischen beiden Sternen des Doppelsterns 61 Cygni von dem Sternchen *a* und 214 Messungen dieser Entfernung von dem Sternchen *b*. Durch diese mehr als verdoppelte Anzahl der Beobachtungen hoffe ich, eine noch genauere Bestimmung der jährlichen Parallaxe zu erhalten, auch den relativen eigenen Bewegungen der beiden mit 61 Cygni verglichenen Sternchen eine größere Sicherheit zu geben."

Aus der Gesamtheit aller Messungen berechnete Bessel als jährliche Parallaxe von 61 Cygni $\pi = 0{,}3483'' - 0{,}0533''\, k$, mit einem wahrscheinlichen Fehler von 0,0095". Der Faktor k bezieht sich auf eine Korrektion des berücksichtigten Einflusses der Wärme auf die Messungen und wurde von Bessel vorläufig gleich Null gesetzt. Später hat Peters, teilweise auf Bessels eigene Untersuchungen über diesen Einfluß gestützt, jene Wärmekorrektion berücksichtigt, und dadurch den definitiven Wert der Parallaxe von 61 Cygni zu 0,3744", entsprechend einer Distanz von 550 900 mittleren Abständen der Erde von der Sonne, festgesetzt. Am Schlusse seiner zweiten Abhandlung über die Parallaxe des 61. Sterns im Schwane bemerkt Bessel: „Daß es für jetzt ein beträchtliches Interesse hätte, die Beobachtungen 61 Cygni fortzusetzen, sehe ich nicht, da ich jetzt auch an der nahen Richtigkeit der Bestimmung der jährlichen Parallaxe dieses Sterns ebensowenig zweifle, als ich zur Zeit des Schlusses der ersten Abteilung der Beobachtungen, an ihrer für das angewandte Instrument wahrnehmbaren Größe gezweifelt habe. Ich habe also die Beobachtungen vorläufig geschlossen."

Diese Überzeugung, von der nahen Richtigkeit der Besselschen Parallaxe, mußte sich den Astronomen um so mehr aufdrängen, als Peters in den Jahren 1842 und 1843 an 55 Tagen die Zenithdistanzen des hellern der beiden Komponenten von 61 Cygni mittels des großen Ertelschen Vertikalkreises zu Pulkowo beobachtete und aus diesen Messungen den Wert der absoluten Parallaxe zu 0,349" mit einem wahrscheinlichen Fehler von 0,080" berechnete[2]). Das große Oxforder Heliometer, mittels dessen Johnson vom

[1]) Astr. Nachr., Nr. 365 und 366. — [2]) Recueil de mém. des astr. de Poulkova, T. I, p. 136.

Juli 1852 bis zum Dezember 1853 Abstände zwischen 61 Cygni und zwei (von den Besselschen indes verschiedenen) benachbarten Sternen maß, lieferte eine Parallaxe von 0,42″. Auch dieser Wert konnte noch als verhältnismäßig in genügender Übereinstimmung mit Bessels Parallaxe betrachtet werden; allein die Untersuchungen von Schlüter und Wichmann führten inzwischen zu dem unerwarteten Resultate, daß für größere absolute Distanzen, die Messungen mittels des Königsberger Heliometers relativ beträchtlichen, gesetzmäßigen Fehlern unterworfen seien. Unter gewissen, begründeten Voraussetzungen über den Einfluß dieser Fehlerquelle auf die Messungen, berechnete Peters 1849 die Königsberger Beobachtungen von 61 Cygni neu, allein das von ihm erhaltene Resultat: $\pi = 0{,}360'' \pm 0{,}012''$, zeigte sich nur unbedeutend von dem frühern Werte abweichend. Unter diesen Umständen wurde das Resultat, welches 1854 Woldstedt[1]) aus O. Struves Messungen zur Bestimmung der Parallaxe von 61 Cygni abgeleitet hatte und welches diese Parallaxe zu 0,52″ ergab, nur wenig beachtet. Erst die ausführliche Veröffentlichung dieser Beobachtungsreihen im Jahre 1859 zeigte deren außerordentliche Genauigkeit und gleichzeitig neben hoher Übereinstimmung der unabhängig voneinander aus Distanzmessungen und Positionswinkelbestimmungen abgeleiteten Werte der Parallaxe, eine völlige Unvereinbarkeit derselben mit Bessels Werte. Hierdurch veranlaßt, begann Auwers im September 1860 eine neue Beobachtungsreihe von 61 Cygni mittels des Königsberger Heliometers. Dieselbe wurde bis zum Juni 1862 in der Art fortgeführt, daß sich die Parallaxe aus derselben frei von jeder Hypothese über das Gesetz der in den Heliometermessungen aufgefundenen Fehler, ermitteln ließ. Das Resultat war: $\pi = 0{,}5638'' \pm 0{,}0162''$[2]).

Dieses veranlaßte Auwers zu einer neuen, kritischen Untersuchung der früheren Messungen. Es ergab sich, daß die Beobachtungen Bessels in den ersten 14 Monaten durchaus unvereinbar mit den späteren Messungen sind, allein die wahre Ursache des Fehlers ließ sich trotz zahlreicher Versuche und Rechnungen nicht ermitteln. Am Schlusse seiner Arbeit[3]) giebt Auwers folgende Übersicht der für die Parallaxe von 61 Cygni aus mikrometrischen Messungen erhaltenen Werte:

Bessel aus den ersten 14 Monaten	$\pi = 0{,}357''$
Bessel aus den letzten 3 Monaten, und Schlüter .	$\pi = 0{,}536''$
Johnson aus den ersten 11 Monaten	$\pi = 0{,}526''$
Johnson aus den letzten 7 Monaten	$\pi = 0{,}192''$
Struve	$\pi = 0{,}511''$
Auwers	$\pi = 0{,}564''$

Auwers glaubt, daß der Struvesche Wert unter allen bisherigen der Wahrheit am nächsten komme, und zwar wegen der Einwendung, die man gegen alle bisher heliometrisch ermittelten Parallaxen von 61 Cygni machen könne: daß bei ihrer Bestimmung ein nicht physisch markierter Punkt (nämlich die Mitte des Doppelsterns) zur Pointierung gewählt ist.

---

[1]) Monthly Not., Vol. 14, p. 159. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 1413. — [3]) Abh. d. Kgl. Akad. d. Wiss., mathemat. Klasse, 1868.

Die frühesten Beobachtungen F. W. Struves zur Bestimmung der Parallaxe von α Lyrae gehen bis zum November 1835 zurück. In den Mensuris micrometr. stell. dupl.[1]) leitet der berühmte Beobachter aus 17 zwischen 1835 November 3. und 1836 Dezember 31. gemessenen Abständen von α Lyrae und einem kleinen (10,5. Gr.) optischen Begleiter in 43″ Distanz, die Parallaxe der Wega zu $0{,}125'' \pm 0{,}055''$ her. Dieses Resultat sollte übrigens nur ein vorläufiges sein. Im Oktober 1839 gab Struve[2]) einen definitiven Wert, gestützt auf eine Folge von Messungen, die bis 1838 August 18. 96 mal den Winkelabstand zwischen α Lyrae und dem eben genannten kleinen Sterne bestimmten. Aus diesen Messungen, bemerkt Struve, ließ sich die Parallaxe auf zweifache Weise ableiten, nämlich sowohl aus den beobachteten Abständen als aus den gemessenen Richtungen der die beiden Sterne verbindenden Linie gegen den Deklinationskreis, den sogenannten Positionswinkeln. Da aber Umstände vorhanden sind, welche die Sicherheit der letzteren beeinträchtigen, so durften sie für die Bestimmung der Parallaxe nicht mit in Betracht gezogen werden, und es war notwendig, diese aus den Abständen allein abzuleiten. So ergab sich die Parallaxe $\pi = 0{,}2613'', \pm 0{,}0254''$. Struve bemerkte, es scheine ihm kein Grund, die gefundene Parallaxe in Zweifel zu ziehen und er setzte ihr zufolge die Entfernung des Sterns α Lyrae vom Sonnensystem gleich 771400 Halbmessern der Erdbahn. Spätere Untersuchungen auf der Sternwarte zu Pulkowo gaben die Parallaxe noch kleiner, im Mittel aus allen Messungen gleich 0,153″; am großen Vertikalkreise fand Peters sogar die absolute Parallaxe bloß zu 0,103″. Airy glaubt[3]), daß die Parallaxe dieses Sterns überhaupt für unsere gegenwärtigen Meßinstrumente unmerklich sei, und die neueste Zeit hat diese Ansicht bestätigt.

Auf einen eigentümlichen Weg zur Bestimmung der Parallaxe gewisser Fixsterne hat Klinkerfues aufmerksam gemacht[4]). Eine einfache geometrische Betrachtung zeigt, daß die Parallaxen der zu einem und demselben System gehörigen Sterne gefunden werden können, wenn entweder die Parallaxe eines derselben bekannt ist oder doch die absolute Größe der in die Gesichtslinie zur Erde fallenden Komponenten der Eigenbewegung spektroskopisch ermittelt wurde. Klinkerfues hat diese Methode auf die Berechnung der Parallaxen von β, γ, δ, ε, ζ Ursae angewandt, wobei er die Huggins'schen Eigenbewegungen (mit einer hypothetischen Korrektion derselben) benutzte. Er fand für β Ursae: $\pi = 0{,}010''$, γ Ursae: $\pi = 0{,}0164''$, δ Ursae: $\pi = 0{,}024''$, ε Ursae: $\pi = 0{,}030''$, ζ Ursae: $\pi = 0{,}043''$.

Anscheinend ohne von dieser Untersuchung Kenntnis zu haben, hat 1898 Dr. F. Höffler die nämliche Arbeit unter den gleichen Gesichtspunkten unternommen[5]). Er stützt sich dabei auf die in Potsdam ermittelten absoluten Geschwindigkeiten der Sterne des großen Bären, die er jedoch zu einem Mittelwert vereinigt und eine mittlere Parallaxe des ganzen Systems ableitet.

---

[1]) Ibid. p. 170 ff. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 396. — [3]) Mem. of the Royal Astr. Soc., Vol. 10, p. 270. — [4]) Nachr. d. Kgl. Ges. d. Wiss. zu Göttingen, 1873, Nr. 19. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 3456.

Außerdem hat er auch in weitem Umkreise um das Sternbild des großen Bären sämtliche Sterne des Auwers-Bradleyschen Katalogs daraufhin geprüft, ob sie sich nach Größe und Richtung ihrer Eigenbewegung etwa in das System der obigen Sterne einreihen ließen, aber mit gänzlich negativem Erfolge. Dies ist eine Bestätigung der Annahme, daß wirklich die oben genannten fünf Sterne ein gemeinsames System bilden. Ferner ergab sich, daß alle Sterne dieses Systems nahezu in einer Ebene liegen, und auch ihre Fortbewegung im Raume innerhalb dieser Ebene erfolgt, eine Eigenschaft, die von großem kosmogonischen Interesse ist. Die Berechnung ergiebt, daß die mittlere Parallaxe des Systems 0,0165″ beträgt mit einem mittleren Fehler von ± 0,0011″. Diese Parallaxe ist überraschend klein, weit kleiner, als man nach den bis jetzt herrschenden Theorien bei Sternen 2. bis 3. Größe erwarten konnte. Diese Theorien beruhen zwar auch hauptsächlich auf hypothetischer Grundlage, allein nichtsdestoweniger scheint es doch wahrscheinlich, daß die Sterne des großen Bären in Bezug auf Helligkeit und Masse eine Ausnahmestellung einnehmen. Gleichzeitig ergab sich, daß die räumliche Ausdehnung des Systems welches wir in jenen Sternen vor uns sehen, thatsächlich noch bedeutend größer ist, als man bisher glaubte. Die von Höffler berechnete Parallaxe entspricht einer Entfernung von 250 Billionen Meilen (12,5 Millionen Erdbahnradien), eine Distanz, welche das Licht erst in 200 Jahren durchläuft. Die Entfernung der beiden Sterne β und ζ des großen Bären beträgt hiernach in Wirklichkeit 80 Billionen Meilen, d. h. sie ist 14 mal so groß, als die Entfernung des nächsten Fixsterns von der Erde. Selbst wenn man sehr große Massen annimmt, kann in so ungeheuren Entfernungen von einer merklichen gegenseitigen Attraktionswirkung wohl kaum die Rede sein. Für den Stern ζ berechnete Edw. Pickering als Minimalwert eine Masse, welche 40 mal größer als die Sonnenmasse ist. Wenn man anderseits die Helligkeit des Sterns ε im großen Bären mit derjenigen des Sirius vergleicht und die Entfernung beider Sterne von der Erde mit in Anschlag bringt, so ergiebt sich, daß ε in Wirklichkeit mehr als 40 mal so viel Licht aussendet als Sirius. Die Sterne des großen Bären würden hiernach als sehr große und überaus lichtstarke Sonnen zu betrachten sein.

Es wird niemand anstehen, diesen Rechnungsergebnissen nur einen bedingten Wert beizulegen, aber sie dürfen immerhin als die ersten auf richtiger Basis beruhenden Versuche zur Ausmessung ganzer Sternsysteme betrachtet werden.

Im allgemeinen ist die Ermittelung von Fixsternparallaxen auch in dem heutigen Zustande der astronomischen Meßkunst ein überaus schwieriges, in seinen Ergebnissen zweifelhaftes Unternehmen. Die Kleinheit der zu ermittelnden Größe giebt den unvermeidlichen Beobachtungsfehlern einen überwiegenden Einfluß und infolge dessen sind die Ergebnisse, welche von verschiedenen Seiten bei identischen Sternen erhalten werden, oft sehr voneinander abweichend. Das bis 1890 vorhandene Material an direkten Messungen hat Prof. Oudemans unter Zurückgehen auf die Quellen sorgfältig zusammengestellt [1]), und das Studium dieser langen Tabellen ist sehr geeignet

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2915 bis 2916.

zu zeigen, daß unser Wissen von den Fixsternparallaxen beschränkter ist, als man gewöhnlich meint. So finden sich z. B. für μ Cassiopejae folgende Werte für die Parallaxe: O. Struve aus Distanzen $\pi = 0{,}251''$, aus Positionswinkeln $\pi = 0{,}425''$, Schweizer $\pi = 0{,}082''$, Pritchard aus Distanzmessungen an photographischen Aufnahmen $\pi = 0{,}021''$ und $\pi = 0{,}050''$. Nach diesen letzten Messungen würde der Stern etwa 9- bis 10mal so weit von uns entfernt sein, als nach denjenigen Struves, so daß wir in Wirklichkeit über die Entfernung jenes Sterns nichts Zuverlässiges wissen.

Beim Sirius fand Henderson aus Culminationshöhen als absolute Parallaxe $\pi = 0{,}34''$, Maclear auf demselben Wege $\pi = 0{,}193''$, Gill und Elkin als relative Parallaxen $\pi = 0{,}37''$ und $0{,}407''$; immerhin ist so viel sicher, daß die Parallaxe des Sirius von $0{,}4''$ nicht erheblich abweicht[1]). Für den uns nächsten Fixstern α Centauri schwanken die zuverlässigsten Mittelwerte der absoluten Parallaxe zwischen $\pi = 1{,}13''$ und $\pi = 0{,}501''$.

Für η Cassiopejae hat O. Struve gefunden $\pi = 0{,}154''$, Schweizer $0{,}275''$, Davis aus den Messungen der photographischen Aufnahme Rutherfurds $\pi = 0{,}44''$. Die sehr sorgfältigen Beobachtungen Elkins am ausgezeichneten Heliometer zu New Haven haben für α Orionis, β Geminorum, α Leonis, α Bootis, α Cygni Parallaxenwerte weit unter $0{,}1''$ ergeben, also viel zu klein, um verbürgt werden zu können; für α Tauri, α Aurigae und α Lyrae finden sich Werte von nahe $0{,}1''$, die notwendig auch sehr unsicher bleiben. Dagegen lieferte α Canis min. den Wert $\pi = 0{,}341''$ und α Aquilae $\pi = 0{,}214''$. Auch die genauen Beobachtungen von Peter am großen Heliometer zu Leipzig ergaben nur sehr kleine Werte für die Parallaxen der untersuchten Sterne[2]). So für η Cassiopejae $\pi = 0{,}178''$, μ Cassiopejae $\pi = 0{,}130''$, Argelander-Oelzen Nr. 10603 $\pi = 0{,}169''$, β Comae Beren. $\pi = 0{,}113''$, Bradley Nr. 3077 $\pi = 0{,}135''$. Es fand sich weder eine Beziehung der Größe der Parallaxe zur Helligkeit noch zur Größe der Eigenbewegung und überhaupt bestätigte sich in diesen wie in den Messungen von Elkin und Gill, daß die Parallaxen um so kleiner ausfallen, je genauer die Messungen sind. Auch die neuesten Untersuchungen von J. Franz[3]) über den stark bewegten Stern 9. Größe P Ursae haben für diesen nur zu einem Werte $\pi = 0{,}10''$ geführt.

Die Ableitung von Fixsternparallaxen aus photographischen Aufnahmen scheint bessere Aussichten zu bieten als die direkten Messungen. So hat Pritchard aus photographischen Aufnahmen am 13zölligen Reflektor zu Oxford in den Jahren 1887 bis 1890 für eine Anzahl Sterne Parallaxen abgeleitet[4]); die für 61 Cygni ergab $\pi = 0{,}434''$, übereinstimmend für beide Komponenten dieses Doppelsterns, für ε Cygni $\pi = 0{,}129''$, für β Cassiopejae $\pi = 0{,}157''$, für 25 andere Sterne (darunter α Cassiopejae, α Arietis, α und β Persei, α und β Ursae, α Coronae, α Cephei, α Pegasi) Werte, die nur einige Hundertstel der Sekunde betragen. Auch diese Werte scheinen indessen noch zu groß, denn sie zeigen eine Beziehung zur Rektascension, was auf irgend eine Fehlerquelle bei den Aufnahmen deutet.

[1]) Monthly Notices, Vol. 58, p. 78. — [2]) Abh. d. Kgl. sächs. Ges. d. Wiss., Bd. 22, Nr. 4; Bd. 24, Nr. 3. — [3]) Astr. Beob. d. Sternw. Königsberg, Bd. 38. — [4]) Obs. at the Oxford Univers. Observatory, Vol. 3, 4, 5; Oxford 1889 and 1892.

Eine Massenbestimmung von (250) Parallaxen hat J. C. Kapteyn ausgeführt[1]). Die Methode beruht auf der Vergleichung photographischer Fixsternaufnahmen und wurde von Prof. Kapteyn schon 1889 in Vorschlag gebracht. Die erste Ausführung derselben geschah von A. Donner in Helsingfors und zwar durch drei Aufnahmen der Himmelsregion in der Nähe der Wolf-Rayetschen Sterne. Die Aufnahmen fanden statt mit dem nämlichen Fernrohre, mit dem die Platten für die photographische Himmelskarte erhalten werden. Die Platten sind quadratisch, mit einer Seitenlänge von 2 Grad. Von jedem Sterne sind 12 Bilder auf jeder Platte aufgenommen; drei davon gehören zum ersten, sechs zum zweiten und wieder drei zum letzten Maximum der parallaktischen Verschiebung, welche die Sterne entsprechend der Stellung der Erde in ihrer Bahn zeigen müssen. Die meisten Sterne sind in der Bonner Durchmusterung enthalten. Die Werte für die Parallaxen wurden für jede der drei Platten abgeleitet und aus der Vergleichung gefunden, daß der wahrscheinliche Fehler in den meisten Fällen unter 0,02″ bleibt. Auch die Parallaxen von 61_1 und 61_2 Cygni sind auf diesem Wege bestimmt worden. Für diese wurde aus 5 Platten (mit 4 Bildern jedes Sterns) und bezogen auf 10 Vergleichssterne gefunden:

$$61_1 \text{ Cygni } \pi = 0{,}30'' \pm 0{,}031''$$
$$61_2 \text{ Cygni } \pi = 0{,}36'' \pm 0{,}034''.$$

Wegen der von Dr. Wilsing[2]) entdeckten periodischen Bewegung des ersten Sterns ist nur das letzte Resultat als wirklicher Wert der Parallaxe des Systems zu betrachten.

Von den 250 Sternen des Verzeichnisses ergeben nur 24 einen positiven Wert für π, der 0,02″ übersteigt, darunter 4 Sterne 7. bis 9. Größe mit $\pi = 0{,}1''$ bis 0,18″; eine Beziehung der Parallaxe zur Helligkeit zeigt sich nicht. Auch der Schluß aus der starken Eigenbewegung auf größere Nähe des Fixsterns, der sich bei 61 Cygni allerdings bewährte, kann im allgemeinen nicht aufrecht erhalten werden.

Gyldén hat das von Oudemans zusammengetragene Verzeichnis der Parallaxen benutzt[3]), um daraus die mittleren Parallaxen der Sterne der Größenklassen 1 bis 10 zu berechnen. Die nachstehende Tabelle zeigt die Resultate dieser Berechnung. In derselben bezeichnet m die Sterngröße, π die entsprechende Parallaxe, T die Zeit in Jahren, welche das Licht braucht, um die Entfernung, welche dieser Parallaxe entspricht, zu durchlaufen, π' ist die nach der photometrischen Formel auf Grund der mit zunehmender Größenklasse abnehmenden Helligkeit berechnete Parallaxe (wobei das Helligkeitsverhältnis der aufeinander folgenden Größenklassen gemäß den Untersuchungen von Lindemann angenommen wurde), π'' endlich giebt die mittleren Parallaxen, wie sie aus der Annahme einer gleichförmigen Verteilung der Sterne im Weltraume folgen.

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3475. — [2]) Publ. d. astrophys. Obs. zu Potsdam, Nr. 36. Hermann S. Davis findet in seinen Untersuchungen über die Parallaxen von 61_1 und 61_2 Cygni auf Grund der photographischen Messungen Rutherfurds im Mittel aus allen zuverlässigen Bestimmungen überhaupt für die Differenz der Parallaxen von 61_1 und 61_2 Cygni den Wert $+0{,}048'' \pm 0{,}014''$ (Contrib. from the Observatory of Columbia University, New York 1898, Nr. 13, p. 157). — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3258.

m	π	T	π'	π''
1	0,1614″	20		
2	0,1231″	26		
3	0,0910″	36	0,0910″	
4	0,0654″	50	0,0673″	
5	0,0460″	70	0,0479″	
6	0,0317″	102	0,0327″	0,0317″
7	0,0215″	151	0,0214″	0,0219″
8	0,0144″	225	0,0135″	0,0139″
9	0,0095″	341	0,0082″	0,0073″
10	0,0067″	521		

Die nahe Übereinstimmung in den Werten für π π' π'', welche diese Tabelle zeigt, darf jedoch nicht darüber täuschen, daß die ganze Berechnung auf unsicheren und hypothetischen Grundlagen beruht. Auch ist S. Newcomb der Meinung[1]), daß der genaueste Wert für die mittleren Parallaxen der Sterne bis mindestens zur 9. Größenklasse durch Kapteyns Formeln[2]) ausgedrückt werde, nämlich:

$$\pi_m = k^m \pi_0 \qquad \text{wo } k = {}^1/_2\sqrt{2}.$$

Die mittlere Parallaxe der hellen Sterne ist nach Newcomb wahrscheinlich kleiner, als man gewöhnlich annimmt. Setzt man $\pi_0 = 0{,}07''$, so ergiebt sich $\pi_2 = 0{,}035''$, was nach Newcomb der Wahrheit so nahe kommt, als gegenwärtig überhaupt erreichbar ist.

Die Eigenbewegungen der Fixsterne und die translatorische Bewegung des Sonnensystems.

Infolge der eigenen Bewegungen, welche bei einer großen Anzahl von Fixsternen bereits erkannt und den numerischen Werten nach annähernd bestimmt, bei allen aber als theoretisch notwendig anzunehmen sind, verändern sich im Laufe der Zeit die Gruppierungen der Gestirne, es zerreißen die Banden der uralten Sternkonstellationen. Der glänzende Sirius hat seit den Tagen der Erbauung Roms seinen Ort am Himmel fast um zwei Vollmondbreiten verändert, α Bootis um fast vier und α im Centauren um fünf. Der Doppelstern Nr. 61 im Schwan würde, falls seine gegenwärtige Eigenbewegung seiner scheinbaren mittlern entspricht, in 250000 Jahren den ganzen Himmel umwandern.

1. Die scheinbaren Eigenbewegungen der Fixsterne.

Halley war der erste, der eine Ortsveränderung einzelner Fixsterne ahnte, nachdem Riccioli früher aus einer rohen Zusammenstellung älterer und neuerer Alignements sich für eine absolute Unbeweglichkeit derselben ausgesprochen hatte[3]). Halley entwickelte seine Behauptungen 1718 in den Philos. Transact.[4]), wo er durch Vergleichung der neueren Positionen mit jenen des Hipparchisch-Ptolemäischen Katalogs, für Sirius, Arctur und

[1]) Astr. Journ. 1899, Vol. 20, Nr. 1, p. 6. — [2]) Astr. Nachr., Bd. 146, S. 97. — [3]) Ricc. Astr. reform. 1665. — [4]) Philos. Transact., Vol. 31.

Aldebaran eine entschiedene Änderung ihrer Breiten nachzuweisen suchte. Jacob Cassini zeigte Analoges aus der Vergleichung der Breiten des Arctur, welche Richer 1672 gemessen, und den eigenen Beobachtungen bis 1738. Er fand später das Gleiche auch für die Längen[1]). Diesen ersten Anfängen folgten bald größere und schärfere Untersuchungen, bei welchen hauptsächlich die ausgezeichneten Beobachtungen Römers zum Ausgangspunkte genommen wurden. Auf diese Weise erhielt Tobias Mayer 1775 Werte für die Eigenbewegungen von 80 Fixsternen[2]). Er war sich auch schon völlig darüber klar, daß die scheinbare Eigenbewegung (motus proprius) eines Fixsterns aus der Zusammensetzung der wahren Eigenbewegung (motus peculiaris) desselben und einer möglichen Ortsveränderung der Sonne im Raume (motus parallacticus) entstehen müsse.

v. Zach bestimmte durch Vergleich mit den Beobachtungen von Maskelyne, Tobias Mayer und Triesnecker die Eigenbewegungen von 92 Sternen in Rektascension und von 81 in Deklination[3]).

Umfangreicher ist die Arbeit von Piazzi, der auch Bradleys Beobachtungen benutzte und die Eigenbewegungen von 309 Sternen ermittelte[4]). Pond ermittelte 1815 durch Vergleich seiner eigenen Ortsbestimmungen mit denjenigen Bradleys die Eigenbewegung von 45 Sternen[5]) und auch Bessel beschäftigte sich um dieselbe Zeit mit dem Gegenstande[6]).

Argelander ermittelte 1835 die Eigenbewegungen von 560 Sternen durch Vergleich seiner Beobachtungen zu Abo mit denjenigen Bradleys[7]); T. G. Taylor leitete 1844 752 Eigenbewegungen ab[8]), Main (1851 bis 1860[9]) 1170, Oeltzen (1855[10]) 1696.

Umfassendere Untersuchungen über die Eigenbewegungen der Fixsterne hat seit 1848 Mädler angestellt und teils in seinen „Untersuchungen über die Fixsternsysteme", teils im 14. Bande der Dorpater Beobachtungen publiziert. Bei dieser Arbeit wurden sämtliche Bradleyschen Sterne (3222 an der Zahl) mit sämtlichen ältern und neuern Meridianbeobachtungen verglichen, um möglichst scharfe Örter und Eigenbewegungen für sie zu ermitteln. Die Ortsbestimmungen sind auf 1850,0 reduziert.

Der großen Arbeit von A. Auwers: „Neue Redaktion der Bradleyschen Beobachtungen aus den Jahren 1750 bis 1762[11]), von der bis jetzt Band II und III erschienen sind, muß zuletzt hier gedacht werden, denn sie wird mit der Epoche 1750 für absehbare Zeit den Ausgangspunkt für alle weiteren Untersuchungen über Eigenbewegungen im Sternensystem bilden. Die Hauptaufgabe aber, nämlich die: das gesamte in den Meridianbeobachtungen der Periode 1750 bis 1900 enthaltene Material an Ortsbestimmungen für Fixsterne zu einem einheitlichen allgemeinen Kataloge zu vereinigen und dem

[1]) Mém. Acad. Paris 1738, p. 331. — [2]) Tob. Mayer, Oper. ined., Vol. 1. — [3]) Zach, Fixar. stell. Catalogus novus, Gotha, 1792. — [4]) Mem. dell' Istituto nazionale Italiano d. sc. fis. e di matem., t. I, p. 1, 1806. — [5]) Phil. Transact., Vol. 105, p. 388, Vol. 113, p. 34, 529. — [6]) Fundamenta astr. 1818, p. 311. — [7]) Argelander, 560 stell. fixar. posit. mediae Helsingfors. — [8]) Taylor, A general Catalogue of princ. fixed stars from obs. at Madras. — [9]) Mem. Astr. Soc. London, Vol. 19, p. 136; Vol. 28, p. 127. — [10]) Sitzungsber. d. Akad. Wien, Bd. 16, S. 540. — [11]) Petersburg 1882 bis 1888.

kommenden Jahrhundert eine Grundlage für die Erforschung der Mechanik des Weltsystems zu überliefern, diese große, die Kräfte einzelner Personen und Fachinstitute übersteigende Arbeit ist, wie Auwers in der öffentlichen Sitzung der Preußischen Akademie der Wissenschaften am 28. Juni 1900 angekündigt hat, unter dem Patronate dieser Akademie unternommen und bereits so gefördert worden, daß die vollständige Durchführbarkeit des Ganzen außer Frage steht [1]).

Die gegenwärtig in den Katalogen und astronomischen Zeitschriften veröffentlichten Angaben über berechnete Eigenbewegungen von Fixsternen hat J. Bossard kritisch geprüft [2]) und viele Angaben richtig gestellt. Er giebt das nachstehende Verzeichnis aller derjenigen Fixsterne, deren Eigenbewegung jährlich 0,5″ oder darüber beträgt:

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	″	°	
1830 Groombr.	6	11 46	+38 34	+0,346	−5,78	7,05	145,0	Argelander
9352 Lac.	7	22 59	−36 29	+0,567	+1,31	6,97	79,2	Astr. Nachr. 2377
32416 Cordoba	8,9	23 59	−37 53	+0,474	−2,33	6,08	112,5	Astr. Nachr. 2661
61^1 Cygni	5	21 1	+38 12	+0,344	+3,23	5,20	51,5	Auwers
61^2 Cygni	6	21 1	−38 12	+0,350	+3,03	5,14	53,9	Auwers
21185 Lal.	7,8	10 57	+36 50	−0,045	−4,72	4,75	186,6	Argelander
ε Indi	5	21 55	−57 14	+0,480	−2,45	4,60	122,2	Stone
21258 Lal.	8,9	11 0	+44 5	−0,400	+0,94	4,40	282,4	Argelander
o^2 Eridani	4,5	4 10	− 7 49	−0,144	−3,44	4,05	211,9	Auwers
14318 A. O.	9	15 4	−15 54	−0,065	−3,65	3,76	194,2	Astr. Nachr. 2377
14320 A. O.	9	15 4	−15 49	−0,065	−3,65	3,76	194,2	Astr. Nachr. 2377
μ Cassiopejae	5	1 0	+54 26	+0,386	−1,58	3,73	115,1	Auwers
α_1 Centauri	3	14 32	−60 23	−0,473	+0,81	3,62	282,9	Stone
α_2 Centauri	1	14 32	−60 23	−0,476	+0,81	3,62	282,9	Stone
11677 A. O.	9	11 14	+66 27	−0,507	+0,21	3,05	274,0	Astr. Nachr. 2192
1060 Lac.	4,5	3 15	−43 29	+0,266	+0,75	2,99	75,5	Stone
248 Lal.	7,8	0 12	+43 24	+0,257	+0,40	2,83	81,9	Paris
25372 Lal.	8,9	13 40	+15 30	+0,127	−1,44	2,33	128,1	Argelander
Arcturus	1	14 10	+19 47	−0,080	−1,98	2,28	209,7	Auwers
β Hydrae	3	0 20	−77 52	+0,720	+0,32	2,24	82,0	Stone
7443 Lal.	9,10	3 56	+35 1	+0,147	−1,32	2,24	126,0	Argelander
123 Piazzi II^h	6	2 30	+ 6 21	+0,118	+1,31	2,19	53,3	Paris
ζ Toucan	5	0 14	−65 31	+0,280	+1,14	2,08	56,8	Stone
3077 Bradley	6	23 8	+56 34	+0,249	+0,29	2,08	82,0	Auwers
15290 Lal.	8	7 46	+30 58	+0,061	−1,81	1,97	156,6	Argelander
τ Ceti	3,4	1 39	−16 31	−0,122	+0,86	1,96	296,0	Auwers
212 Piazzi XIV^h	6	14 51	−20 55	+0,068	−1,68	1,93	150,5	Paris
σ Draconis	5	19 32	+69 30	+0,097	−1,77	1,84	163,9	Auwers
18115 Lal.	8	9 7	+53 10	−0,174	−0,65	1,69	247,5	Argelander

[1]) Sitzungsber. d. Kgl. preuß. Akad. 1900, Bd. 32, Juni 28. — [2]) Bull. astr. 1890, Vol. 7, p. 98.

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	′	°	
δ Pavon. . . .	3,4	19 58	−66 28	+0,193	−1,23	1,69	136,7	Stone
8362 Lac. . . .	6	20 4	−36 22	+0,003	−1,60	1,65	166,3	Stone
30694 Lal. . .	7	16 47	+ 0 13	−0,047	−1,45	1,61	206,1	Schjellerup
31055 Lal. . .	8	16 59	− 4 53	−0,070	−1,20	1,59	221,2	Schjellerup
2957 Lac. . . .	6	7 41	−33 58	−0,022	+1,50	1,52	349,8	Stone
61 Virginis . .	5	13 12	−17 42	−0,076	−1,06	1,52	225,8	Auwers
ζ_1 Reticuli . .	5,6	3 15	−63 0	+0,194	+0,65	1,47	63,8	Stone
3386 Lac. . . .	6	8 29	−31 9	−0,101	+0,70	1,47	298,5	Stone
ζ^2 Reticuli . .	5,6	3 16	−62 55	+0,190	+0,65	1,44	63,1	Stone
1643 Fedoren. .	6	10 5	+50 1	−0,139	−0,50	1,43	249,4	Argelander
30044 Lal. . . .	7	16 25	+ 4 28	−0,029	−1,36	1,43	197,8	Argelander
ν Indi	5,6	22 15	−72 47	+0,281	−0,69	1,43	118,9	Stone
8381 Lac. . . .	6	20 8	−27 22	+0,083	+0,76	1,42	57,7	Astr. Nachr. 398
147 Lac. . . .	6	0 32	−25 22	+0,103	−0,06	1,41	92,4	Paris
1384 Fedoren. .	7	8 45	+71 14	−0,281	−0,38	1,40	254,4	Argelander
6888 Lal. . . .	9	3 39	+41 9	+0,054	−1,23	1,38	153,8	Argelander
38383 Lal. . .	8	19 59	+23 3	−0,073	−0,94	1,38	227,1	Astr. Nachr. 2940
46650 Lal. . .	9	23 43	+ 1 50	+0,064	−0,95	1,36	134,4	Astr. Journ. 200
38692 Lal. . .	9	20 8	−27 22	+0,098	−0,26	1,33	101,3	Argelander
189 Piazzi o^h .	6	0 43	+ 4 43	+0,039	−1,18	1,32	153,4	Paris
Sirius	1	6 40	−16 33	−0,037	−1,20	1,32	204,2	Auwers
γ Serpent. . .	3	15 51	+16 3	+0,019	−1,29	1,32	167,7	Auwers
20452 A. O. . .	8,9	20 17	−21 41	+0,040	−1,20	1,32	155,0	Cincinnati
27744 Lal. . .	6,7	15 8	− 0 55	−0,080	−0,50	1,31	247,4	Argelander
322 Weisse$_1$ . .	8	17 20	+ 2 15	−0,040	−1,17	1,31	207,2	Astr. Journ. 200
ι Persei	4	3 1	+49 11	+0,129	0,00	1,30	90,0	Paris
85 Pegasi . . .	6	23 56	+26 31	+0,062	−0,98	1,29	139,4	Auwers
17415 A. O. . .	9	17 37	+68 27	−0,068	−1,21	1,27	197,1	Argelander
Procyon . . .	1	7 33	+ 5 30	−0,047	−1,03	1,26	214,6	Auwers
36 Ophiuchus .	5	17 9	−26 26	−0,039	−1,14	1,26	204,5	Auwers
9383 Stone . .	6,7	17 9	−26 26	−0,039	−1,14	1,26	204,5	Stone
30 Scorpii . . .	7	17 9	−26 22	−0,039	−1,13	1,25	205,1	Auwers
4887 Lac. . . .	6	11 41	−39 54	−0,100	+0,39	1,21	288,7	Jacob
4955 Lac. . . .	7	11 52	−27 4	−0,077	−0,61	1,20	239,4	Astr. Nachr. 2565
43 Comae . . .	4	13 6	+28 26	−0,061	+0,90	1,20	318,4	Auwers
28607 Lal. . .	7	15 37	−10 34	−0,079	−0,28	1,20	256,5	Astr. Nachr. 2806
μ Cassiopejae .	4	0 42	+57 14	+0,135	−0,48	1,19	113,8	Auwers
15565 Lal. . .	8	7 54	+29 34	−0,008	−1,16	1,16	184,9	Paris
δ Trianguli . .	5,6	2 10	+33 44	+0,090	−0,22	1,14	101,1	Auwers
1189 Weisse$_1$.	7,8	4 55	− 5 52	+0,037	+1,00	1,14	28,8	Schjellerup
70 Ophiuchus .	4	17 59	+ 2 32	+0,013	−1,11	1,13	169,8	Auwers
ϑ Ursae	3	9 25	+52 11	−0,104	−0,56	1,12	240,0	Auwers
20 Hydrae . .	6	11 29	−32 15	−0,053	+0,87	1,10	322,0	Auwers
27298 Lal. . .	9	14 52	+54 6	−0,113	+0,49	1,10	296,3	Argelander
22986 Lal. . .	8,9	12 10	− 2 24	−0,071	−0,17	1,08	261,0	Astr. Nachr. 2299

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	″	°	
72 Herculis . .	6	17 16	+32 38	+0,009	−1,03	1,04	173,9	Auwers
27026 Lal. . .	7,8	14 45	−23 50	−0,065	−0,48	1,02	241,9	Astr. Nachr. 2734
8620 Lac. . . .	6	20 50	−44 31	−0,043	−0,91	1,02	206,8	Stone
16304 Lal. . .	6	8 13	−12 15	+0,015	−0,98	1,01	166,8	Paris
44964 Lal. . .	8	22 54	−23 7	−0,071	0,00	1,01	270,0	Astr. Nachr. 2578
5490 Lal. . . .	7,8	2 55	+61 18	+0,100	−0,69	1,00	133,6	Argelander
172 Lac. . . .	5	0 35	−60 4	+0,120	+0,42	0,99	65,0	Stone
ε Eridan . . .	3,4	3 27	− 9 50	−0,068	+0,01	0,99	270,6	Auwers
22954 Lal. . .	7,8	12 9	− 9 39	+0,007	−0,99	0,99	174,2	Argelander
61 Piazzi . . .	8	5 16	+ 3 28	−0,065	+0,01	0,98	270,6	Greenw. 1850
1646 Groomb. .	6	10 21	+49 24	+0,013	−0,96	0,97	172,8	Astr. Nachr. 1036
b Aquilae . . .	5	19 19	+11 43	+0,049	+0,65	0,97	47,9	Auwers
241 Weisse$_2$ . .	6,7	13 14	+35 43	+0,031	−0,89	0,96	156,7	Argelander
2874 A $+25^0$.	9	15 3	+25 20	−0,064	+0,41	0,96	295,2	Astr. Nachr. 2935
181 Weisse$_2$ . .	9	8 11	+30 58	−0,025	−0,89	0,95	199,7	Argelander
26630 Lal. . .	7,8	14 31	−11 50	−0,059	+0,39	0,94	294,2	Argelander
2138 Lac. . . .	5,6	5 46	−80 33	+0,034	+0 93	0,93	4,9	Stone
8960 Lac. . . .	7	21 50	−57 14	−0,044	+0,70	0,93	318,5	Astr. Nachr. 1066
9061 Lac. . . .	6	22 8	−41 54	+0,047	−0,75	0,92	144,8	Stone
10299 Lal. . .	8	5 23	− 3 34	−0,020	−0,86	0,91	199,2	Paris
127 Piazzi XIV^h	7	14 32	−11 51	−0,058	+0,35	0,91	292,6	Astr. Nachr. 641
η Serpentis . .	3,4	18 15	− 2 56	−0,040	−0,68	0,91	221,4	Auwers
38380 Lal. . .	5,6	19 59	+29 36	+0,055	−0,55	0,91	127,7	Argelander
802 Weisse$_1$ . .	9	20 33	+ 5 16	+0,059	−0,13	0,90	98,3	Schjellerup
v Andromedae.	5,6	1 35	+42 4	+0,078	−0,15	0,89	99,8	Paris
1688 Fedoren. .	6	10 21	+49 23	+0,012	−0,88	0,89	172,4	Argelander
25012 Lal. . .	7,8	13 26	− 1 46	−0,056	+0,24	0,88	286,0	Argelander
23995 Lal. . .	9	12 47	−17 53	+0,020	−0,82	0,87	160,8	Argelander
24168 Lal. . .	8	12 53	− 9 15	−0,057	+0,17	0,86	281,0	Argelander
97 Weisse$_2$ . .	8	21 7	+17 19	−0,007	−0,85	0,86	186,7	Argelander
9585 Lac. . . .	7	23 41	−42 10	+0,010	−0,85	0,86	172,6	Stone
λ Aurigae . . .	5	5 11	+40 0	+0,045	−0,66	0,85	142,3	Auwers
31132 Lal. . .	8	16 59	+47 12	+0,011	+0,84	0,85	7,8	Argelander
39866 Lal. . .	9	20 34	+ 4 35	+0,058	+0,09	0,85	84,0	Astr. Journ. 200
24168 Lal. . .	8	12 53	− 9 15	−0,055	+0,17	0,84	281,7	Schjellerup
γ Pavon. . . .	3	21 17	−65 52	+0,019	+0,83	0,84	8,2	Stone
43492 Lal. . .	7	22 12	+12 21	+0,057	+0,05	0,84	86,1	Argelander
μ Herculis . .	3,4	17 42	+27 47	−0,024	−0,75	0,82	203,7	Auwers
η Cephei . . .	3,4	20 43	+61 24	+0,013	+0,81	0,82	11,2	Auwers
15950 Lal. . .	7	8 5	+32 49	−0,035	−0,68	0,81	213,5	Paris
ϑ Centauri . .	2	14 0	−35 50	−0,044	−0,61	0,81	221,0	Auwers
ϱ Coronae . .	5,6	15 57	+33 39	−0,018	−0,78	0,81	195,8	Auwers
1045 Lal. . . .	7	0 35	+39 36	+0,032	−0,71	0,80	152,5	Paris
27274 Lal. . .	8,9	14 54	−21 33	−0,042	−0,54	0,80	227,5	Astr. Nachr. 2645
999 Lal. . . .	7,8	0 33	+ 2 31	+0,050	+0,25	0,79	71,6	Paris

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	″	°	
19022 Lal. . .	8	9 37	+43 14	+0,002	−0,79	0,79	178,4	Argelander
83 Leonis . . .	6	11 21	+ 3 37	−0,051	+0,18	0,79	283,2	Auwers
χ Herculis . .	6	15 49	+42 45	+0,037	+0,60	0,79	40,9	Auwers
9537 Lac. . . .	6	23 33	−73 18	+0,024	−0,78	0,79	172,7	Stone
6320 Lal. . . .	8	3 20	− 5 43	0,000	−0,78	0,78	180,0	Paris
11196 Lal. . .	7	5 50	+13 56	+0,035	−0,53	0,78	136,7	Armagh
8 Canum . . .	4	12 28	+41 57	−0,065	+0,29	0,78	291,0	Auwers
7563 Lal. . . .	8	4 0	+37 47	+0,061	−0,23	0,77	107,5	Paris
8735 Lal. . . .	7,8	4 34	+41 55	+0,058	−0,42	0,77	122,9	Paris
β Virginis . .	4	11 44	+ 2 23	+0,048	−0,26	0,77	110,0	Auwers
49 Ceti	5,6	15 54	−16 12	−0,047	−0,37	0,77	241,5	Auwers
11 Leonis min. .	6	9 29	+36 19	−0,060	−0,24	0,76	251,6	Auwers
32 Piazzi XI^h .	8	11 13	− 4 27	+0,049	−0,14	0,76	100,6	Armagh
δ Eridani . . .	4	3 38	−10 8	−0,008	+0,74	0,75	350,8	Auwers
8139 Lac. . . .	7	19 26	−28 13	0,000	−0,75	0,75	180,0	Astr. Nachr. 1066
ν Phenicis . .	4,5	1 10	−46 7	+0,070	+0,15	0,74	78,4	Cap 1860
305 Piazzi VI^h .	6	6 57	+29 31	+0,014	−0,72	0,74	166,0	Paris
321 Piazzi VIII^h	6,7	8 5	+32 49	−0,025	−0,67	0,74	205,5	Sev. Years Cat.
ξ Ursae	4	11 12	+32 9	−0,037	−0,57	0,74	219,5	Auwers
29437 Lal. . .	6	16 4	+ 6 42	+0,016	−0,71	0,74	162,7	Argelander
2966 Lal. . . .	8	1 33	+66 21	+0,113	−0,26	0,73	110,6	Argelander
12 Eridani . .	4	3 7	−29 25	+0,025	+0,66	0,73	25,9	Auwers
γ Piscium . .	4	23 11	+ 2 41	+0,049	+0,02	0,73	88,4	Auwers
107 Piscium . .	5,6	1 36	+19 45	−0,021	−0,66	0,72	204,5	Auwers
10797 Lal. . .	8	5 38	+37 16	+0,042	−0,52	0,72	135,8	Argelander
24414 Lal. . .	7	13 3	+ 5 49	+0,005	−0,72	0,72	173,6	Argelander
21319 A. O. . .	9	21 14	−20 18	−0,010	−0,71	0,72	191,2	Cincinnati
1065 Lal. . . .	6	0 35	−24 24	+0,047	−0,32	0,71	116,6	Paris
9960 Lal. . . .	8	5 14	− 3 12	+0,047	+0,12	0,71	80,3	Paris
23917 Lal. . .	7,8	12 44	+ 1 50	−0,002	−0,71	0,71	182,4	Astr. Journ. 200
36872 Lal. . .	7,8	19 26	−28 13	+0,002	−0,71	0,71	177,7	Argelander
20 Leonis min. .	6	9 55	+32 29	−0,043	−0,43	0,70	232,0	Auwers
41363 Lal. . .	7	21 13	−26 47	−0,046	−0,34	0,70	240,7	Argelander
9012 Lal. . . .	7,8	4 44	+45 40	+0,038	−0,57	0,69	145,6	Paris
δ Leporis . . .	5	5 46	−20 53	+0,016	−0,65	0,69	160,5	Auwers
22632 Lal. . .	6	11 57	+43 43	−0,036	−0,57	0,69	214,2	Argelander
745 Groomb. .	8	3 47	+75 52	+0,098	−0,57	0,68	147,8	Argelander
13427 Lal. . .	9	6 53	+48 33	+0,059	−0,35	0,68	121,3	Argelander
ε Scorpii . . .	3	16 42	−34 6	−0,050	−0,27	0,68	246,5	Auwers
χ Eridani . . .	4	1 52	−52 9	+0,067	+0,25	0,67	68,0	Stone
17161 Lal. . .	9,10	8 38	+42 6	−0,028	−0,59	0,67	207,2	Argelander
1822 Groomb. .	8	11 40	+48 17	−0,062	−0,25	0,67	247,7	Argelander
69 Weisse$_1$ . .	8	12 7	− 2 29	−0,037	+0,38	0,67	304,7	Astr. Nachr. 2299
1005 Weisse$_1$.	9	17 51	− 1 23	−0,009	+0,66	0,67	348,1	Glasgow
3638 Fedoren. .	7	20 52	+74 20	+0,102	+0,52	0,67	38,7	Argelander

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″ —	″	°	
475 Lal. . . .	8,9	0 19	−27 38	+0,049	0,00	0,66	90,0	Paris
2459 Bradley .	5,6	19 21	+24 43	−0,015	−0,63	0,66	197,6	Auwers
159 Piazzi I^h .	6,7	1 39	+63 13	+0,088	−0,26	0,65	113,3	Argelander
1198 Lal. . . .	8,9	0 39	+ 1 12	0,000	−0,64	0,64	180,0	Paris
2450 Lal. . . .	7	1 16	+18 6	+0,045	0,00	0,64	90,0	Paris
22069 Lal. seq. .	7	11 33	+45 43	−0,061	+0,04	0,64	273,2	Argelander
24504 Lal. . .	8,9	13 6	+10 12	−0,034	+0,40	0,64	308,7	Schjellerup
5 Serpent. . .	5,6	15 14	+ 2 12	+0,024	−0,53	0,64	145,9	Auwers
36245 Lal. pr. .	8	19 9	+49 38	−0,015	+0,62	0,64	346,5	Argelander
α Aquilae . . .	1,2	19 45	+ 8 35	+0,035	+0,38	0,64	53,8	Auwers
3738 Fedoren. .	9	21 9	+73 16	−0,073	−0,56	0,64	209,7	Argelander
1159 Groomb. .	6	6 27	+79 42	0,000	−0,63	0,63	180,0	Paris
Pollux	1	7 38	+28 17	−0,048	−0,05	0,63	265,5	Auwers
70 Virginis . .	5,6	13 23	+14 22	−0,018	−0,57	0,63	204,5	Auwers
1966 Lal. . . .	9	1 2	+60 57	+0,084	+0,09	0,62	82,2	Argelander
15547 Lal. . .	8	7 53	+21 10	+0,019	−0,56	0,62	154,3	Paris
520 Weisse$_1$ . .	6,7	10 31	−11 37	+0,015	−0,58	0,62	158,9	Argelander
3205 Fedoren. .	6	19 29	+58 22	−0,062	−0,39	0,62	231,2	Argelander
40215 Lal. . .	8	20 39	+75 11	+0,101	+0,48	0,62	39,4	Argelander
46495 Lal. . .	9	23 38	+57 27	+0,049	+0,47	0,62	40,2	Argelander
54 Piscium . .	6,7	0 33	+20 40	−0,034	−0,37	0,61	232,3	Paris
2740 Lac. . . .	6	7 15	−46 48	−0,024	+0,56	0,61	335,9	Stone
113 Weisse$_1$ . .	8	3 9	+ 8 35	+0,030	−0,40	0,60	131,7	Glasgow
81 Cancris . .	6,7	9 6	+15 26	−0,038	+0,25	0,60	294,4	Auwers
22908 Lal. . .	7	12 7	+11 28	+0,010	−0,58	0,60	165,5	Glasgow
25484 Lal. . .	6,7	13 45	−23 51	−0,040	−0,26	0,60	244,8	Argelander
728 Weisse$_1$ . .	8	14 41	+10 7	+0,004	−0,60	0,60	174,3	Glasgow
ζ Herculis . .	3	16 37	+31 48	−0,036	+0,41	0,61	312,3	Auwers
χ Draconis . .	4,5	18 23	+72 42	+0,113	−0,37	0,60	128,2	Auwers
43205 Lal. . .	8	22 3	+52 36	−0,055	−0,34	0,60	235,8	Argelander
3436 Fedoren. .	6,7	20 16	+66 30	+0,089	+0,27	0,60	63,3	Argelander
2387 Lal. . . .	9	1 14	− 9 30	−0,018	−0,53	0,59	206,1	Paris
4141 Lal. . . .	7	2 10	+23 46	+0,044	−0,16	0,59	105,7	Paris
4855 Lal. . . .	8	2 32	+30 21	−0,029	−0,45	0,59	220,2	Paris
514 Weisse$_1$ . .	8,9	17 29	+ 6 5	−0,029	+0,40	0,59	312,3	Glasgow
38100 Lal. . .	8	19 54	−10 14	−0,027	−0,44	0,59	222,3	Schjellerup
39816 Lal. . .	6,7	20 34	− 24 11	+0,032	+0,40	0,59	46,9	Argelander
γ Virginis . .	3	12 36	− 0 51	−0,039	+0,02	0,58	272,0	Auwers
26 Draconis . .	6	17 34	+61 58	+0,038	−0,52	0,58	152,3	Argelander
4371 Fedoren. .	8	23 1	+67 49	+0,100	+0,13	0,58	76,7	Argelander
β Cassiopejae .	2	0 3	+58 33	+0,067	−0,20	0,57	110,7	Paris
1964 Lal. . . .	9	1 2	+22 23	+0,013	−0,54	0,57	160,6	Paris
146 Piazzi V^h .	6,7	5 32	+53 26	0,000	−0,57	0,57	179,8	Argelander
ϱ^2 Cancri . . .	6	8 46	+28 46	−0,039	−0,23	0,57	246,2	Auwers
15 Sagittae . .	6	19 59	+16 47	−0,030	−0,38	0,57	228,5	Auwers

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	″	°	
40849 Lal. . .	9	21 0	+ 6 39	+ 0,003	— 0,57	0,57	175,0	Argelander
23166 A. O. . .	7	23 54	— 20 38	+ 0,040	— 0,30	0,57	169,4	Cincinnati
3227 Br. . . .	7,8	2 6	+ 67 10	+ 0,080	— 0,30	0,56	122,6	Auwers
6429 Lal. . . .	8,9	3 23	— 20 11	+ 0,037	+ 0,23	0,56	65,7	Cincinnati
14146 Lal. . .	9	7 11	— 12 52	— 0,037	+ 0,12	0,56	282,3	Paris
216 Weisse$_1$ . .	8,9	13 15	+ 4 42	— 0,035	+ 0,21	0,56	292,0	Astr. Journ. 200
39 Serpentis .	7	15 48	+ 13 33	— 0,012	— 0,53	0,56	198,8	Auwers
42883 Lal. . .	7	21 54	+ 29 18	— 0,029	— 0,41	0,56	222,9	Argelander
ι Piscium . . .	4	23 34	+ 5 2	+ 0,023	— 0,44	0,56	141,5	Auwers
10 Tauri . . .	4,5	3 31	+ 0 4	— 0,016	— 0,50	0,55	205,6	Auwers
π' Orionis . .	3	4 44	+ 6 46	+ 0,037	— 0,01	0,55	91,0	Paris
2106 Lac. . . .	5,6	5 53	— 63 7	+ 0,021	+ 0,53	0,55	14,8	Stone
18076 Lal. . .	7,8	9 3	— 14 42	— 0,035	— 0,20	0,55	249,0	Argelander
37120 Lal. . .	7	19 29	+ 32 57	— 0,039	+ 0,23	0,55	295,0	Argelander
8262 Lac. . . .	7	19 48	— 24 12	— 0,007	— 0,56	0,55	193,8	Astr. Nachr. 2661
38139 Lal. . .	9	19 55	— 12 33	— 0,024	— 0,42	0,55	219,8	Schjellerup
6108 Lal. . . .	8	3 13	+ 27 9	+ 0,041	0,00	0,54	90,0	Paris
τ^6 Eridani . .	4,5	3 42	— 23 34	— 0,013	— 0,53	0,54	198,8	Auwers
9986 Lal. . . .	6,7	5 14	— 18 15	+ 0,038	— 0,05	0,54	95,3	Paris
990 Groomb. .	8	5 30	+ 51 22	— 0,057	+ 0,09	0,54	279,1	Argelander
18 Scorpii . .	5	16 9	— 8 4	+ 0,011	— 0,51	0,54	161,6	Auwers
32047 Lal. . .	7	17 25	+ 67 24	— 0,093	0,00	0,54	270,0	Argelander
34986 Lal. . .	7,8	18 43	+ 10 38	+ 0,012	— 0,51	0,54	160,6	Glasgow
τ Cygni . . .	4	21 10	+ 37 35	+ 0,015	+ 0,51	0,54	19,4	Paris
45455 Lal. . .	8	23 8	— 9 31	+ 0,037	— 0,03	0,54	92,9	Argelander
6772 Lal. . . .	7,8	3 36	+ 42 16	+ 0,040	— 0,30	0,53	124,3	Paris
13849 Lal. . .	7	7 4	+ 21 27	— 0,010	— 0,51	0,53	185,3	Paris
22701 Lal. . .	8,9	12 0	— 0 54	— 0,035	0,00	0,53	270,0	Schjellerup
268 Weisse$_1$ . .	8,9	15 17	+ 1 49	— 0,026	— 0,36	0,53	227,3	Astr. Journ. 200
2635 Lal. . . .	8	1 22	— 0 42	+ 0,020	— 0,42	0,52	143,6	Paris
2682 Lal. . .	8	1 24	+ 21 10	+ 0,035	— 0,18	0,52	110,2	Paris
m Tauri . . .	5,6	5 1	+ 18 30	+ 0,038	+ 0,02	0,52	87,8	Auwers
2501 Lac. . . .	6	6 49	— 28 23	+ 0,029	— 0,35	0,52	131,9	Paris
469 Mayer . .	7	11 8	+ 20 43	— 0,030	— 0,30	0,52	234,5	Rümker
β Leonis . . .	2,3	11 43	+ 15 11	— 0,036	— 0,10	0,52	258,9	Auwers
33 Virginis . .	6	12 41	+ 10 10	+ 0,018	— 0,44	0,52	148,5	Auwers
25404 Lal. . .	6	13 42	+ 6 54	— 0,032	— 0,20	0,52	247,4	Astr. Nachr. 786
30024 Lal. . .	7	16 24	+ 18 39	— 0,024	+ 0,39	0,52	318,2	Argelander
1454 Weisse$_1$.	8	20 59	+ 2 34	— 0,023	— 0,39	0,52	221,9	Astr. Journ. 200
ξ Pegasi . . .	5	22 41	+ 11 37	+ 0,013	— 0,48	0,52	158,4	Auwers
45599 Lal. . .	8	23 13	+ 4 48	+ 0,034	— 0,11	0,52	102,2	Astr. Journ. 200
4268 Lal. . . .	7	2 12	+ 1 13	+ 0,023	+ 0,37	0,51	43,8	Argelander
ι Ursae	3,4	8 52	+ 48 28	— 0,044	— 0,25	0,51	240,4	Auwers
10 Ursae . . .	4	8 53	+ 42 14	— 0,040	— 0,26	0,51	239,4	Auwers
γ Leonis . . .	2,3	10 14	+ 20 24	— 0,037	0,00	0,51	270,0	Argelander

Namen	Größe	Position 1890,0		Eigenbewegung				Autorität
		α	δ	in α	in δ	Resultante	Richtung	
		h m	° ′	s	″	″	°	
α Hydrae . . .	4	10 54	−17 43	−0,034	+0,16	0,51	288 4	Auwers
24774 Lal. . .	8	13 16	+43 42	−0,047	−0,03	0,51	266,2	Argelander
26289 Lal. . .	6	14 18	+ 1 45	+0,010	−0,49	0,51	163,0	Astr. Journ. 200
σ Pegasi . . .	5,6	22 46	+ 9 15	+0,034	+0,05	0,51	84,4	Auwers
3022 Lal. . . .	7,8	1 34	+27 33	+0,036	+0,15	0,50	72,7	Paris
6788 Lal. . . .	7	3 35	− 2 41	+0,029	−0,26	0,50	121,2	Paris
1339 Groomb. .	7	7 38	+80 33	−0,009	0,00	0,50	270,0	Paris
22585 Lal. . .	6	11 55	− 9 49	+0,003	−0,50	0,50	174,3	Auwers
δ Virginis . .	3	12 50	+ 4 0	−0,034	−0,05	0,50	264,3	Auwers
9011 Lal. . . .	8	4 42	+18 32	+0,018	−0,41	0,49	147,6	Paris
23806 Lal. . .	7	12 41	−11 13	−0,033	0,00	0,49	270,0	Schjellerup
42 Comae . . .	4,5	13 4	+18 7	−0,033	+0,15	0,49	287,7	Auwers
i Centauri . .	5	13 39	−32 29	−0,037	−0,15	0,49	252,3	Auwers
τ Bootis . .	5	13 42	+18 0	−0,035	+0,04	0,49	274,7	Auwers
β Triangel aust.	3	15 45	−63 5	−0,027	−0,43	0,49	202,7	Stone

Die größte scheinbare Eigenbewegung besitzt, wie J. C. Kapteyn gefunden[1]), der Stern 5^h 243 der Cordoba-Zonen (welcher in dem vorstehenden Verzeichnisse nicht enthalten ist). Derselbe ist 8. bis 9. Größe, orangegelb und sein Ort am Himmel (1897): $\alpha = 5^h\ 6^m\ 56{,}0^s$, $\delta = -45^\circ\ 0'\ 31{,}8''$. Die jährliche Eigenbewegung beträgt 8,7″.

2. Die translatorische Bewegung der Sonne.

W. Herschel war der erste, welcher die Eigenbewegung der Sonne durch den Weltraum genauerer Betrachtung unterzog. Bereits 1783 entwickelte er, auf geometrische Betrachtungen gestützt, die Ansicht, daß der Zielpunkt der kosmischen Sonnenbewegung am Himmel in $\alpha = 260^\circ\ 34{,}5'$; $\delta = +26^\circ\ 17'$ liege[2]); auf Grund späterer Untersuchungen[3]) änderte er diesen Wert in $\alpha = 245^\circ\ 52{,}5'$, $\delta = +40^\circ\ 22'$. H. Prevost und F. Maurice fanden[4]) 1802 für diesen Punkt $\alpha = 258^\circ$, $\delta = +27^\circ$, doch beruht dieses Ergebnis nur auf 39 Sternen, viel zu wenig, um einigermaßen verbürgbare Resultate zu liefern.

Die umfassenderen Untersuchungen von Argelander[5]), bei welchen die Quantität der Eigenbewegung als Einteilungsprincip angewandt wurde, ergaben:

aus 21 Sternen v. mehr als 1″ jährl. Beweg.:	$\alpha = 256^\circ\ 25{,}1'$,	$\delta = +38^\circ\ 37{,}2'$		für
„ 50 „ zwisch. 0,5″ u. 1,0″ „ „	255 9,7,	38 34,3		
„ 319 „ „ 0,2″ „ 0,5″ „ „	261 10,7,	30 58,1		1792,5

[1]) Astr. Nachr. Nr. 3464. — [2]) Philos. Transact., Vol. 73, p. 247. — [3]) Ibid., Vol. 95, p. 233; Vol. 96, p. 205. — [4]) Bodes Jahrbuch, 1805. S. 113. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 363, 364.

Lundahl fügte[1]) diesen noch 147 von Pond beobachtete Sterne hinzu, deren jährliche Eigenbewegung zwischen 0,2″ und 0,08″ beträgt. Aus diesen ergab sich für den in Rede stehenden Punkt des Himmels: $\alpha = 252^0\ 24{,}2'$, $\delta = +14^0\ 26{,}6'$ für 1792,5. Mit Rücksicht auf die Gewichte geben die genannten vier Werte nach Argelander das mittlere Resultat:

$$\alpha = 257^0\ 49{,}7' \pm 2^0\ 49{,}2',\ \delta = +28^0\ 49{,}7' \pm 1^0\ 59{,}8' \text{ für } 1792{,}5$$
$$\text{oder } \alpha = 257^0\ 54',\ \delta = +28^0\ 49' \text{ für } 1800.$$

Aus 392 in Dorpat beobachteten, zum großen Teile aber mit denjenigen Argelanders und Lundahls identischen Sternen fand Otto Struve[2]):

$$\alpha = 261^0\ 23{,}1',\ \delta = +37^0\ 35{,}7' \text{ (für } 1792{,}5).$$

Diese im allgemeinen befriedigend übereinstimmenden Werte haben eine Bestätigung durch die Untersuchung erhalten, welche Galloway 1847 ausschließlich auf Sterne der südlichen Hemisphäre stützte[3]). Aus seinen Rechnungen, welche auf der Vergleichung der alten Bestimmungen von Lacaille und Bradley mit den neueren Beobachtungen von Johnson auf St. Helena und Henderson am Cap der guten Hoffnung beruhen, folgt (für 1790):

$$\alpha = 260^0\ 0{,}6',\ \delta = +34^0\ 23{,}4'.$$

Mädler hat 1856 nach dem Vorgange von Argelander das Gesamtmaterial der von ihm ermittelten Eigenbewegungen, welche 0,04″ jährlich übersteigen, in drei Klassen geordnet, und aus jeder einzelnen den Punkt Q abgeleitet, gegen welchen hin sich unser Sonnensystem bewegt. Er findet[4]):

a) 227 Sterne von mehr als 25″ säkularer Eigenbewegung, mit einer durchschnittlichen Eigenbewegung von 55,40″.
b) 663 Sterne von 10″ bis 25″ säkularer Eigenbewegung, mit einer durchschnittlichen Eigenbewegung von 15,25″.
c) 1273 Sterne von 4″ bis 10″ säkularer Eigenbewegung, mit einer durchschnittlichen Eigenbewegung von 7,79″.

Es resultierten nun folgende Koordinaten für den Punkt Q:

	α		δ		
Aus den Sternen unter a)	262°	8,8′	+ 39°	25,2′	für 1800,0
„ „ „ „ b)	261	14,4	37	53,6	
„ „ „ „ c)	261	32,2	42	21,9	
Der Sternzahl jeder Klasse proportionales Mittel	261°	31,8′	+ 39°	53,9′	

Airy bestimmte[5]) aus 113 Sternen mit starken Eigenbewegungen den Apex der Sonnenbewegung (für 1840,0):

$$\alpha = 261^0\ 29',\ \delta = +24^0\ 44'.$$

---

[1]) Astr. Nachr. Nr. 398. — [2]) Mém. Ac. sc. math. et phys. St. Pétersb., Ser. 6, Tom. 3, p. 17. — [3]) Phil. Trans., Vol. 137, p. 79, 98. — [4]) Beob. d. Sternw. Dorpat, Bd. 14, S. 225. — [5]) Mem. Ast. Soc. London, Vol. 28, p. 161.

Dunkin fand (1864[1]) aus 1167 dem Kataloge von Main entnommenen Sternen:

$$\alpha = 263^0\ 43{,}9',\ \delta = +\ 25^0\ 0{,}5'.$$

L. de Ball hat[2]) eine Berechnung des Apex der Sonnenbewegung lediglich auf südliche Sterne begründet, deren Eigenbewegungen aus der Vergleichung von Johnsons, Hendersons und Taylors Positionen mit denjenigen hergeleitet wurden, welche in den sechziger Jahren am Cap, zu Williamstown und in Melbourne erhalten wurden. Im ganzen wurden 67 Sterne benutzt, deren Bewegung in 30 Jahren mindestens 2″ betrug. Es ergab sich daraus der Ort des Zielpunktes der Sonnenbewegung (für 1860,0):

$$\alpha = 269^0\ 33' \pm 4^0\ 48',\ \delta = +\ 23^0\ 11 \pm 5^0\ 16'.$$

Auf Grund der Eigenbewegungen des Auwers-Bradleyschen Katalogs[3]) hat Prof. H. G. v. d. Sande-Bakhuizen eine Berechnung des Apex der Sonnenbewegung ausgeführt[4]), in welcher die in der Milchstraße stehenden Sterne von den übrigen getrennt behandelt werden. Zur letzteren Klasse wurden 579 Sterne gerechnet, deren Abstand vom Pol der Milchstraße geringer als 50° ist. Für diese Sterne ergab sich als Zielpunkt der Sonnenbewegung: $\alpha = 264^0\ 21' \pm 7^0\ 46'$, $\delta = +\ 30^0\ 1' \pm 4^0\ 47'$, und als scheinbare Winkelbewegung der Sonne 0,05799″ ± 0,00470″. Die Sterne innerhalb der Milchstraße wurden nach der Größe ihrer Eigenbewegung in zwei Gruppen berechnet. Die erste (96 Sterne) mit jährlichen Eigenbewegungen von unter 0,1″ ergaben für den Apex: $\alpha = 276^0\ 48' \pm 9^0\ 35'$, $\delta + 31^0\ 23' \pm 9^0\ 14'$. Die andere Gruppe (430 Sterne) mit Eigenbewegungen unter 0,5″ ergaben: $\alpha = 276^0\ 51' \pm 3^0\ 31'$, $\delta = 8^0\ 46',\ \pm 3^0\ 55'$. Die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne folgt aus der ersten Gruppe = 0,35006″ ± 0,0515″, aus der zweiten 0,019665″, ± 0,001667″.

O. Stumpe[5]) hat die Richtung der Eigenbewegung der Sonne aus 1054 Sternen, deren jährliche Eigenbewegung größer als 0,16″, abgeleitet, indem er 4 Gruppen von Sternen unterschied, deren mittlere Eigenbewegungen resp. 0,23″, 0,43″, 0,85″ und 2,39″ betragen. Es fanden sich hiernach für die Projektion des Zielpunktes der Sonnenbewegung am Himmel und deren scheinbare Geschwindigkeit, wie solche in der mittleren Entfernung der Sterne jeder Gruppe erscheinen würde, folgende Werte:

1. Gruppe:	$\alpha =$	287,4°,	$\delta =$	+ 42,0°,	scheinbare Geschwindigkeit	0,140″
2. „		279,7		40,5	„ „	0,295
3. „		287,9		32,1	„ „	0,608
4. „		282,5		30,4	„ „	2,057

Die Werte für die scheinbaren Geschwindigkeiten scheinen anzudeuten, daß die Sterne mit größeren Eigenbewegungen uns näher sind als die mit

---

[1]) Mem. Royal Astr. Soc., Vol. 32, p. 36. — [2]) Monatsber. d. Kgl. preuß. Akad., Bd. 44. — [3]) Auwers, Neue Reduktion der Bradleyschen Beobachtungen, St. Petersburg 1882 bis 1888, Bd. 2 und 3. — [4]) Bull. astronomique 1895, Vol. 2, p. 97. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 2999.

geringen, obgleich die durchschnittliche Helligkeit der Sterne in den 4 Gruppen ziemlich gleich ist (6., 6,7., 6,6., 6,5. Größe).

Auch J. G. Porter hat[1]) in seinen Untersuchungen über die Eigenbewegung der Sonne 4 Gruppen von Sternen unterschieden, welche folgende Zusammenstellung zeigt:

Eigenbewegung	Zahl der Sterne	Zielpunkt der Sonnenbewegung		scheinbare Geschwindigkeit
0,15″ bis 0,30″	576	$\alpha = 281{,}9^0$	$\delta = +53{,}7^0$	0,16″
0,30 „ 0,60	533	280,7	40,1	0,30
0,60 „ 1,20	142	285,2	34,0	0,55
1,20 und darüb.	70	277,0	34,9	1,69

Die spektroskopischen Beobachtungen haben ermöglicht, außer den scheinbaren auch die wahren Geschwindigkeiten in der Richtung der Gesichtslinie zur Erde für eine Anzahl von Sternen zu ermitteln. Das Princip dieser Anwendung ist bekanntlich zuerst 1842 von Doppler ausgesprochen worden in einer allerdings irrigen Hypothese über den Ursprung der Sternfarben. Erst nach Erfindung der Spektralanalyse machte 1860 Prof. E. Mach darauf aufmerksam, daß die Bewegung einer Lichtquelle eine Verschiebung der Spektrallinien zur Folge haben müsse und zwar bei Annäherung derselben zum Beobachter gegen Violett hin, bei Entfernung gegen das rote Ende des Spektrums im Vergleich zu der Lage bei ruhender Lichtquelle. In Anwendung auf die Sterne ist die unmittelbar beobachtete Geschwindigkeit noch von dem Anteil zu befreien, den die Bewegung der Erde daran hat.

P. Secchi war der erste, welcher die theoretische Forderung der Linienverschiebung am Fixsternhimmel prüfte, indessen erwiesen sich seine Apparate nicht fein genug für diese subtile Untersuchung. Glücklicher war Huggins[2]), dem es nach vielen Bemühungen gelang, beim Sirius eine von der Erde abgewandte Bewegung von 29,4 engl. Meilen in der Sekunde zu konstatieren. Genauere Resultate erhielten Vogel und Lohse in Bothkamp, auch in Greenwich wurden erfolgreiche Beobachtungen angestellt, allein die direkten Beobachtungen zeigten doch im ganzen so erhebliche Unsicherheiten, daß sie nicht viel versprechend blieben. Prof. Vogel versuchte in Potsdam auf spektrophotographischem Wege bessere Ergebnisse zu erzielen und der Erfolg hat gezeigt, daß diese Methode sehr zuverlässige Resultate giebt. Vor allem ist sie frei von Prädisposition und die Unruhe der Luft hat bei weitem nicht jenen Einfluß, den sie auf Okularbeobachtungen ausübt.

Die Eigenbewegungen der folgenden 51 Sterne in der Gesichtslinie zur Erde sind das Ergebnis der spektrographischen Aufnahmen in Potsdam[3]) und repräsentieren in Bezug auf Genauigkeit das zur damaligen Zeit erreichbare Maß.

---

[1]) Astr. and astrophysic, Nr. 109. — [2]) Phil. Transact. 1868, p. 529. — [3]) Publ. des astrophys. Observ. zu Potsdam 1892, Nr. 25.

Nr.	Stern	Größe	Spektralklasse	Epoche der Beobachtung	Geschwindigkeit relativ zur Sonne			
					Vogel	Scheiner	Mittel	Gewicht
1	α Andromedae . .	2,0	Ia	1889,93	+ 0,26	+ 0,96	+ 0,6	3
2	β Cassiopejae . .	2,1	Ia—IIa	1889,04	+ 0,18	+ 1,21	+ 0,7	1
3	α Cassiopejae . .	var.	IIa	1890,14	— 2,01	— 2,10	— 2,1	4
4	γ Cassiopejae . .	2,0	Ic	1888,89	+ 0,54	— 1,49	— 0,5	1
5	β Andromedae . .	2,3	IIa	1889,26	+ 1,21	+ 1,80	+ 1,5	3
6	α Ursae minoris .	2,0	IIa	1888,90	— 3,44	— 3,53	— 3,5	4
7	γ Andromedae . .	2,4	IIa	1889,34	— 1,07	— 2,40	— 1,7	3
8	α Arietis	2,0	IIa	1889,69	— 1,95	— 2,01	— 2,0	5
9	β Persei	var.	Ia	1889,94	—	—	— 0,2	7
10	α Persei	2,0	IIa	1888,93	— 1,46	— 1,32	— 1,4	4
11	α Tauri	1	IIa	1889,16	+ 6,42	+ 6,66	+ 6,5	6
12	α Aurigae	1	IIa	1888,98	+ 3,34	+ 3,25	+ 3,3	10
13	β Orionis	1	Ib	1889,24	+ 2,37	+ 2,06	+ 2,2	(4)
14	γ Orionis	2,0	Ia	1890,37	+ 1,74	+ 0,73	+ 1,2	3
15	β Tauri	2,0	Ia	1889,65	+ 1,21	+ 0,94	+ 1,1	3
16	δ Orionis	2,5	Ia	1890,07	— 0,02	+ 0,29	+ 0.1	4
17	ε Orionis	2,0	Ib	1889,00	+ 3,75	+ 3,39	+ 3,6	3
18	ζ Orionis	2,0	Ia	1889,00	+ 2,31	+ 1,70	+ 2,0	3
19	α Orionis	var.	IIIa	1889,32	+ 2,10	+ 2,54	+ 2,3	4
20	β Aurigae	2,0	Ia	1890,50	— 3,48	— 4,09	— 3,8	5
21	γ Geminorum . .	2,3	Ia	1889,83	— 2,11	— 2,35	— 2,2	4
22	α Canis majoris .	1	Ia	1890,09	— 1,83	— 2,72	— 2,1	6
23	α Geminorum[1]) . .	2,3	Ia	1889,16	— 4 :	— 4 :	— 4 :	(1)
24	α Canis minoris .	1	Ia—IIa	1889,68	— 1,06	— 1,41	— 1,2	5
25	β Geminorum . .	1,3	IIa	1889,06	+ 0,26	+ 0,05	+ 0,2	4
26	α Leonis	1,3	Ia	1889,22	— 1,14	— 1,32	— 1,2	4
27	γ Leonis	2,0	IIa	1889,76	— 4,92	— 5,46	— 5,2	4
28	β Ursae majoris .	2,3	Ia	1889,39	— 4,08	— 3,82	— 4,0	3
29	α Ursae majoris .	2,0	IIa	1889,11	— 1,39	— 1,71	— 1,6	6
30	δ Leonis	2,3	Ia	1889,94	— 2,01	— 1,87	— 9,1	3
31	β Leonis	2,0	Ia	1889,59	— 1,87	— 1,42	— 1,6	3
32	γ Ursae majoris .	2,3	Ia	1889,40	— 4,04	— 3,13	— 3,6	3
33	ε Ursae majoris .	2,0	Ia	1889,39	— 4,63	— 3,52	— 4,1	3
34	α Virginis	1	Ia	1890,34	—	—	— 2,0	10
35	ζ Ursae majoris .	2,1	Ia	1890,33	— 4,39	— 4,01	— 4,2	6
36	η Ursae majoris .	2,0	Ia	1889,83	— 3,87	— 3,21	— 3,5	3
37	α Bootis	1	IIa	1889,57	— 0,94	— 1,12	— 1,0	7
38	ε Bootis	2,0	IIa	1889,36	— 2,26	— 2,11	— 2,2	4
39	β Ursae minoris .	2,0	IIa	1889,24	+ 1,92	+ 1,91	+ 1,9	6
40	β Librae	2,0	Ia	1889,34	— 1,3 :		— 1,3 :	(1)
41	α Coron. borealis .	2,0	Ia	1890,91	+ 4,28	+ 4,34	+ 1,3	4
42	α Serpentis . . .	2,3	IIa	1889,36	+ 3 : :		+ 3 : :	(1)
43	β Herculis	2,3	IIa–IIIa	1889,46	— 4,61	— 4,91	— 4,8	3
44	α Ophiuchi . . .	2,0	Ia	1889,09	+ 2,79	+ 2,37	+ 2,6	4

[1]) Die hellere Komponente beobachtet.

Nr.	Stern	Größe	Spektralklasse	Epoche der Beobachtung	Geschwindigkeit relativ zur Sonne			
					Vogel	Scheiner	Mittel	Gewicht
45	α Lyrae	1	Ia	1889,64	— 1,89	— 2,22	— 2,1	8
46	α Aquilae	1,3	Ia	1888,81	— 5,35	— 4,58	— 5,0	5
47	γ Cygni	2,4	IIa	1888,93	— 0,78	— 0,93	— 0,9	4
48	α Cygni	1,6	Ia	1888,99	— 0,81	— 1,35	— 1,1	4
49	ε Pegasi	2,3	IIa	1888,81	+ 0,99	+ 1,17	+ 1,1	3
50	β Pegasi	var.	IIIa	1899,90	+ 0,9:		+ 0,9:	(1)
51	α Pegasi	2,0	Ia	1888,81	+ 0,24	+ 0,09	+ 0,2	3

Neben der Genauigkeit welche bei diesen Messungen in Potsdam erreicht worden ist, können die früheren Versuche von Huggins nicht in Betracht kommen, und gleiches gilt von den frühern jahrelang fortgesetzten Beobachtungen ähnlicher Art in Greenwich. Dagegen sind die Messungen am großen Refraktor der Lick-Sternwarte und des Yerkes-Observatoriums, sowie die zu Cambridge (N.-A.) und Pulkowo erhaltenen gleichwertig mit den Potsdamer und stimmen in den Fällen wo sie an den nämlichen Sternen erhalten wurden, meist genügend mit diesen überein[1]).

Bei mehreren Sternen sind unerwartet große Geschwindigkeiten in der Gesichtslinie zur Erde gefunden worden. Nach den spektralphotographischen Aufnahmen und Messungen von A. Belopolsky beträgt dieselbe (1893) für ζ Herculis zwischen — 11,3 und — 8,6, also im Mittel — 9,5 geographische Meilen = 70,3 km in der Sekunde[2]). Noch beträchtlicher ist die Geschwindigkeit von η Cephei, nämlich nach Campbell und Wright[3]) im Mittel aus 5 Aufnahmen — 86,8 km. Diese Zahlen vermindern sich für η Cephei auf — 47,1 und für ζ Herculis auf — 53,2 km, wenn man die Sonnenbewegung durch den Raum berücksichtigt und deren Geschwindigkeit zu 17 km, sowie den Apex in $\alpha = 267^0$, $\delta = + 36^0$ annimmt.

Mit Recht hält Prof. Vogel die Anzahl der spektroskopisch ermittelten Fixsterngeschwindigkeiten für noch zu gering, um darauf eine besondere Berechnung der Sonnenbewegung durch den Weltraum zu begründen; indessen ist es in gewisser Beziehung doch wünschenswert, die Ergebnisse einer derartigen Untersuchung zu kennen und Dr. Kempf hat die Rechnungen ausgeführt[4]). Unter der zunächst gemachten Annahme, daß der Einfluß der Eigenbewegungen der Sterne sich im Mittel aufhebe und dieselben bei allen wie zufällige Fehler wirken, fand sich für den Apex die Sonnenbewegung $\alpha = 201{,}6^0$, $\pm$ 42,0°, $\delta = + 45{,}9^0$, $\pm$ 9,2°, und die Geschwindigkeit = 2,50, $\pm$ 0,40 Meilen. Der Wert für die Rektascension liegt völlig außerhalb der Grenzen, die sich bei den Berechnungen desselben aus den Projektionen der scheinbaren Bewegungen ergeben haben und die Berechnung unter Zusammenziehung benachbarter Sterne zu je einer Gruppe ergab ein noch abweichenderes Resultat. Dr. Kempf leitete dann unter der Voraussetzung,

[1]) Astrophys. Journ., Vol. 8, Nr. 3. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3184. — [3]) Astrophys. Journ., Vol. 8. Nr. 3. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3150.

daß der Apex der Sonnenbewegung in $\alpha = 266{,}7^0$, $\delta = +31^0$ liege, die Geschwindigkeit derselben ab und fand dafür 1,66 ± 0,40 Meilen in der Sekunde, eine geringe Geschwindigkeit, die aber wahrscheinlich der Wahrheit ziemlich nahe kommt.

Zur Bestimmung des Apex der Sonnenbewegung würden sich am besten Sterne eignen, die uns am nächsten stehen und geringe absolute Eigenbewegungen haben. Da es indessen allgemein kein Mittel giebt, diese Sterne als solche zu erkennen, so bleibt nur übrig, die Rechnung auf eine möglichst große Zahl von Sternen, ohne Rücksicht auf deren individuelle Eigenbewegungen, zu stützen. S. Newcomb hat diese durchgeführt für die Bradleyschen Sterne, und zwar zunächst für diejenigen mit kleiner Eigenbewegung und nach Größenklassen getrennt [1]). In der folgenden Zusammenstellung bezeichnet R die durchschnittliche parallaktische Bewegung eines Sternes 90° vom Apex entfernt, also diejenige Bewegung, welche durch die Bewegung der Sonne scheinbar hervorgerufen wird.

Größenklasse	R	α des Apex	δ des Apex	Zahl der Sterne	Gewicht
1,0 bis 2,9	6,59″	263,1°	+31,7°	64	1
3,0 „ 3,9	5,61″	262,7	26,8	135	2
4,0 „ 4,9	3,47″	266,5	31,8	327	5
5,0 „ 5,9	3,14″	268,5	32,0	731	11
6,0 „ 6,9	2,81	277,4	30,6	1034	16
7,0 u. schwächer	2,86	278,2	+33,6	236	4

Als mittleres Resultat aus allen Sternen mit schwachen Eigenbewegungen findet sich für die Position des Apex der Sonnenbewegung: $\alpha = 272{,}5^0$, $\delta = +31{,}3^0$. Die (644) Sterne von starker Eigenbewegung ergaben als Mittel aller Größenklassen: R = 16,7″, Sonnenapex $\alpha = 276{,}9^0$, $\delta = +31{,}4^0$. Die Zunahme der Rektascensionen in den Werten, die aus den Sternen der einzelnen Größenklassen abgeleitet sind, ist merkwürdig, während die Deklinationen gut übereinstimmen. Stumpe hat in einem Nachtrage zu seinen oben genannten Untersuchungen [2]) folgende Werte für den Zielpunkt der Sonnenbewegung aus den Eigenbewegungen der Sterne verschiedener Größen angegeben:

Größenklasse	α	δ	Zahl der Sterne
1 bis 5,5	263,8°	+31,1°	284
5,6 „ 7,5	290,7	37,5	473
7,6 u. schwächer	286,7	+46,9	238

Die Zunahme des Wertes für die Deklination des Apex mit der Größenklasse der Sterne ist hier ebenso merkwürdig wie oben die Zunahme der Rektascension, ohne daß man dafür eine bestimmte Ursache angeben könnte.

[1]) Astronomical Journal 1899, Vol. 20, p. 1. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3348.

Newcomb findet aus den Stumpeschen Resultaten, wenn die Gewichte im Verhältnisse der Anzahl der Sterne angenommen werden, bei Klassifikation gemäß der Größe, als Ort des Apex:

$$\alpha = 283{,}1^0,\ \delta = +38{,}7^0.$$

Die Klassifikation gemäß der Eigenbewegung giebt dafür im Mittel:

$$\alpha = 281{,}8^0,\ \delta = +40{,}7^0.$$

Indem Prof. Newcomb den angeführten Ergebnissen Gewichte beilegt, die proportional der Zahl der Sterne sind auf denen sie beruhen, findet er als wahrscheinlichsten Wert für den Apex der Sonnenbewegung:

$$\alpha = 277{,}5^0,\ \delta = +35^0$$

und schlägt die Unsicherheit desselben auf 3 bis 4° an.

Schließlich kommt er zu dem Ergebnisse, daß der von Prof. Kapteyn aus der von Vogel bestimmten Eigenbewegung einer Anzahl Sterne in der Gesichtslinie zur Erde abgeleitete Wert der Sonnengeschwindigkeit im Raume der Wahrheit am nächsten kommt. Dieser Wert giebt pro Jahr 3,5 Erdbahnhalbmesser oder 16,4 km pro Sekunde.

Bei allen vorstehend angeführten Rechnungen liegt die Annahme zum Grunde, daß die den Sternen eigentümlichen Bewegungen (die motus peculiares) völlig regellos sind. H. Kobold hat nun nach einer von Bessel angegebenen Methode die Verteilung der Pole der Eigenbewegung von 1400 Sternen des Auwers-Bradley-Katalogs berechnet[1]) und die Existenz einer Zone größter Zusammendrängung dieser Pole nachgewiesen. Die Mittellinie dieser Zone, die man als parallaktischen Äquator bezeichnen kann, hat ihren Pol in $\alpha = 266^0\,30{,}1'$, $\delta = -3^0\,5{,}4'$, und Kobold kommt zu dem Ergebnisse, daß dieser Polpunkt als Apex der Sonnenbewegung zu betrachten sei. Durch Berücksichtigung auch des Auwersschen südlichen Fundamentalkatalogs findet er[2]) aus 1579 Sternen unter Annahme gleicher Gewichte, für den Polpunkt: $\alpha = 268^0\,20{,}6'$, $\delta = -2^0\,51{,}8'$ oder bei Verteilung in 122 inhaltgleiche, gleichförmig über die Sphäre verteilte Trapeze: $\alpha = 269^0\,40{,}8'$, $\delta = -0^0\,1{,}4'$. Die völlige Abweichung dieser Ergebnisse von den oben mitgeteilten erklärt Kobold für eine notwendige Folge des Einflusses der motus peculiares. Diese Ansicht hat er jüngst[3]) durch neue von verschiedenen Gesichtspunkten aus geführte Rechnungen geprüft und findet dadurch die Existenz einer gemeinsamen Sternbewegung bestätigt, die am leichtesten durch die Annahme einer Sonnenbewegung gegen den Punkt $\alpha = 270{,}4^0$, $\delta = -0{,}2^0$ zu erklären sei. Ob aber die berechnete Größe dieser Bewegung (0,066″ in der mittlern Entfernung der Sterne 6. Größe, oder 0,51″ in der mittleren Entfernung der Sterne 1. Größe) sich einigermaßen der Wahrheit nähert, scheint Kobold fraglich. Vielmehr neigt er zu der Ansicht, daß die erlangten Resultate zu dem Schlusse drängen, daß ohne bessere Kenntnis der Entfernungen und ohne Einführung einer Hypothese über die eigenen Bewegungen der Sterne eine befriedigende Darstellung der beobachteten Größen der Bewegungen nicht zu erzielen sei.

---

[1]) Nova Acta der Kaiserl. Leopold. Karol. Akademie, Bd. 64. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3435. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3591 und 3592.

Über den physischen Zusammenhang der Fixsternbewegungen untereinander ist zur Zeit nichts näheres bekannt. Bessel hat bereits 1818[1]) darauf aufmerksam gemacht, daß die Sterne 30 Scorpii und 36 Ophiuchi eine Bewegung besitzen, die auf physischen Connex hindeutet, und Flammarion behauptet[2]) (1877) das Gleiche von χ Cygni und Σ 2576; 36 Ophiuchi, 30 Scorpii und o_2 Eridani; α Leonis und Lalande 19749; ζ_1 und ζ_2 Reticuli; ψ^1 Aquarii und Σ 2993; ι Ursae und 10 Ursae; ϑ Ursae und Groomb. 1618. Endlich hat Proctor (1870) auch einen physischen Connex in der gemeinsamen Bewegung von β, γ, δ, ε, ζ Ursae zu sehen geglaubt[3]), eine Vermutung, die durch die spektrographisch ermittelten Eigenbewegungen dieser Sterne in der Gesichtslinie eine Stütze erhalten hat. Wo aber das etwaige Centrum für diese gemeinsame Bewegung zu suchen ist, bleibt unbekannt, ebenso wie die nähere Ursache der Eigenbewegungen aller übrigen Fixsterne unseres Systems, einschließlich der Sonne.

Die Doppel- und mehrfachen Sterne.

Mit dem Fortschreiten der beobachtenden und messenden Astronomie in die Tiefen der Himmelsräume, haben die Doppelsterne die ersten Andeutungen gegeben, daß das Newtonsche Gesetz der Massenanziehung auch im Weltraume herrscht. Den direkten Beweis für die strenge Gültigkeit des Gravitationsgesetzes in den Fixsternräumen liefern die Beobachtungen der Doppelsterne freilich nicht, weil sie nur über die Projektionen der wahren Bewegungen belehren und die Messungen mit relativ großen Ungenauigkeiten behaftet sind. Indessen kann man nach den Untersuchungen von Tisserand[4]) kaum ernstlich daran zweifeln, daß das Gravitationsgesetz auch in jenen Sternsystemen waltet.

1. Geschichtliches. Ehe Wilhelm Herschels Beobachtungen den Nachweis der Bewegung gewisser Doppelsterne umeinander geliefert, und ehe die Wahrscheinlichkeitsrechnung gezeigt hatte, daß die Zahl der beobachteten Doppelsterne, diejenige welche man bei zufälliger Ausstreuung der Fixsterne über das Himmelsgewölbe erwarten durfte, weit übersteige: war man völlig in Unwissenheit über die engen Beziehungen je zweier Sonnen zu einander, wie sich dieselben später in den Binarsystemen offenbarten. Noch im Jahre 1761, also kaum 33 Jahre vor Herschels Erörterungen über die Doppelsterne, hat der berühmte Geometer Lambert sich entschieden gegen die physische Verbindung von je zwei nahe zusammenstehenden (Doppel-)Sternen ausgesprochen. Richtigere Ansichten äußerte[5]), fast gleichzeitig mit ihm, John Michell, als er bemerkte, es sei „sehr wahrscheinlich, ja fast ganz gewiß, daß die doppelten und vielfachen Sterne deren Komponenten scheinbar sehr nahe bei einander stehen, eigene Systeme bilden, in welchen die Sterne in der That einander sehr nahe

---

[1]) Fundamenta astr., p. 311. — [2]) Compt. rend. Ac. d. Paris, Tom. 85, p. 511, 783, 842, 902. — [3]) Proceed. Royal Soc. London, Vol. 18, p. 169. — [4]) Bull. Astr. 1887, T. 4. — [5]) Philos. Trans. for 1767.

sind". Michell gründete seine Behauptung auf die Ergebnisse einer Rechnung, bei welcher er von der Voraussetzung ausging, daß am Himmel 1500 Sterne von dem scheinbaren Glanze der Hauptsterne der Plejadengruppe vorkommen. Es fand sich eine Wahrscheinlichkeit von 500 000 gegen 1, daß die sechs hellsten Plejadensterne nicht durch zufällige Ausstreuung so nahe bei einander stehen. Trotz der Mangelhaftigkeit der numerischen Daten welche Michell seiner Rechnung zu Grunde legte, bleibt das von ihm abgeleitete allgemeine Resultat von großer Bedeutung. Auch die späteren, viel eingehenderen Rechnungen von W. Struve und anderen bieten nicht sehr viel mehr, weil zu einer strengen Lösung Anzahl und Verteilung der Sterne im Raume genauer bekannt sein müßten. So viel ist indessen unzweifelhaft, daß die Anzahl hellerer, optischer Doppelsterne von kleiner scheinbarer Distanz, nicht bedeutend sein kann und daß die Mehrzahl der hierhin gehörigen Sternpaare thatsächlich physische Systeme bildet [1]).

Ganz unabhängig von Wahrscheinlichkeitsberechnungen und nur an der Hand eigener Beobachtungen von wenigen Doppelsternen, kam schon vor 1778 der Mannheimer Astronom Christian Mayer auf die Vorstellung von Fixsterntrabanten, die er gegen die Einwürfe von Hell, Nic. Fuß und anderen in seinen Schriften „Gründliche Verteidigung neuer Beobachtungen von Fixsterntrabanten, Mannheim 1778", und „De novis in coelo sidereo phaenomenis in miris stellarum fixarum comitibus 1779", verteidigte. Der bedeutende und zum Teil berechtigte Widerstand, den Mayer mit seinen Fixsterntrabanten fand, die er in Distanzen bis zu $2^0\,55'$ von gewissen Hauptsternen annahm, fällt zeitlich fast genau mit dem Beginne der Herschelschen Doppelsternmessungen zusammen. Bis zum Jahre 1781 waren überhaupt nur 80 Doppelsterne bekannt, die meisten von Christian Mayer, einige auch von Flamsteed, Bradley und Tobias Mayer entdeckt und beobachtet [2]).

Wilhelm Herschels früheste Arbeiten auf dem Felde der Stellar-Astronomie reichen bis zum Jahre 1776 hinauf, in welchem er die Distanzen der vier Sterne des Trapezes im Orion maß; erst drei Jahre darauf begann er den Doppelsternen speciellere Aufmerksamkeit zuzuwenden. Allein schon vier Jahre später waren die Messungen von über 450 mehrfachen Sternen vollendet und die Kataloge von 1782, 1785 und 1804 enthalten 846 nach Position und Distanz, scheinbarer Helligkeit und Farbe, bestimmte Doppelsterne. John Herschel hat den wesentlichen Inhalt dieses Verzeichnisses später in handlicherer Form zusammengestellt [3]).

Wenn W. Herschel bei Beginn seiner Doppelsternbeobachtungen, einem alten Vorschlage Galileis folgend, hauptsächlich auf Ermittelung von Fixsternparallaxen bedacht war, so hat der große Beobachter doch schon vor 1794 die wahre Stellung der Doppelsterne im Fixsternreiche klar erkannt und entwickelte im 93. Bande der Philos. Transact. den Zusammenhang der Erscheinungen welche die Binarsysteme für uns darbieten.

[1]) Seeliger im Handwörterbuch der Astronomie, Breslau, Bd. 1, S. 671. — [2]) Eine Zusammenstellung derselben findet sich in Bodes Jahrbuch für 1784, S. 183. — [3]) Mem. of the R. Astr. Soc. London, Vol. 35.

Wie auf den meisten von ihm gepflegten Gebieten der Stellar-Astronomie, blieb Wilhelm Herschel während seines langen Lebens auch ohne Mitarbeiter auf dem Felde der Doppelsterne. Erst 1813 begann W. Struve die mehrfachen Sterne zum Gegenstande besonderer Aufmerksamkeit zu machen; allein bei den mangelhaften Hülfsmitteln die ihm damals zu Gebote standen, waren die Resultate nur von minderer Bedeutung. Seit 1819 wandte sich John Herschel, im Besitze der Instrumente seines Vaters, den Doppelsternen zu und bestimmte im Vereine mit James South, zum Teil in Passy bei Paris beobachtend, wiederholt die meisten derselben neu[1]). Im Jahre 1834 versetzte er sein zwanzigfüßiges Spiegelteleskop nach Feldhausen am Kap der guten Hoffnung und entdeckte dort, während eines vierjährigen Aufenthalts, fast 2100 südliche Doppelsterne, deren Distanzen und Positionswinkel genähert bestimmt wurden[2]). Inzwischen (1824) war Struve in den Besitz eines 9-zölligen, von Fraunhofer konstruierten Refraktors gelangt und schritt zur Ausführung seines großen Planes, der, realisiert seit 1837, in dem Werke vorliegt, das den Titel führt: „Stellarum duplicium et multiplicium mensurae micrometricae per magnum Fraunhoferi Tubum annis a 1824 ad 1837 in Specula Dorpatensi institutae auctore F. G. W. Struve." Dieses Werk wird noch für die späteste Zukunft den Ausgangspunkt fast aller die Doppelsterne betreffenden Untersuchungen bilden.

Im ganzen beruht der Inhalt dieses Werkes auf 10448 einzelnen Messungen, welche sich auf die Jahre 1824 bis 1835 verteilen.

Die Anzahl sämtlicher Doppelsterne, von denen Struve Mikrometermessungen mitteilt, beläuft sich nach Abzug von 492, bei welchen der Begleiter unter 9. Größe ist, nicht wieder aufgefunden werden konnte oder in weiterm Abstande als 32″ sich befindet, auf 2641. Struve hat sie in folgende 8 Klassen unterschieden, je nach der scheinbaren Distanz der beiden Komponenten:

1. Klasse:	Distanz	0″	bis 1″	5. Klasse:	Distanz	8″	bis 12″
2. „	„	1	„ 2	6. „	„	12	„ 16
3. „	„	2	„ 4	7. „	„	16	„ 24
4. „	„	4	„ 8	8. „	„	24	„ 32

Bei den einzelnen Klassen werden in den Mensuris die Doppelsterne nochmals in „lucidae" und „reliquae" unterschieden, je nachdem der Begleiter heller als 8. Größe ist oder darunter bleibt.

Im ganzen kommen bei W. Struve 653 lucidae und 1987 reliquae vor, außerdem noch 28 Paare, bei denen der Begleiter unter 9. Größe ist und 44 mit Distanzen über 32″. Von drei- und mehrfachen Sternen finden sich bei Struve: 113 dreifache (darunter 66 von weniger als 32″ Distanz), 9 vierfache und 2 fünffache Systeme. Seit 1840 hat Otto Struve die Arbeit seines Vorgängers an den gleichen vortrefflichen Instrumenten fortgesetzt und über 500 lichtschwache oder sehr enge Doppelsterne entdeckt und

---

[1]) Phil. Trans. for 1824, 1826. — [2]) Vergl. J. Herschel: Results of Astr. Obs. of the Cape of Good Hope 1847.

vermessen[1]). Minder umfangreich aber sehr schätzenswert durch große Genauigkeit sind die Doppelsternbeobachtungen von Dawes[2]), neben denen noch Kaiser, Secchi und Mädler (letzterer mit zahlreichen, aber weniger genauen Messungen) erwähnt werden müssen.

Die zahlreichsten und vor allem genauesten Beobachtungen in dieser Periode hat seit 1862 H. v. Dembowski zu Gallarate südlich vom Lago Maggiore ausgeführt[3]), ihre Vorzüglichkeit ist nach O. Struves Urteil über alles Lob erhaben[4]). Burnham bezeichnet Dembowski als den genauesten Doppelsternbeobachter der jemals gelebt. Die Beobachtungen O. Struves an dem großen und vorzüglichen 14-Zoller zu Pulkowo lehrten zuerst das gelegentliche Vorkommen von solchen mehrfachen Sternen kennen, bei denen der Hauptstern oder der Begleiter eines Doppelsystems wiederum ein und zwar überaus enger Doppelstern ist. Es sind dies optisch schwierigere Analoga des Binarsystems ε und 5 Lyrae, in welchem jede Komponente einen (schon mit mäßigen Mitteln) sichtbaren Doppelstern bildet. Ein Generalkatalog alles dessen, was von Doppelsternen beobachtet, gerechnet und geschrieben worden, war von John Herschel in seinen letzten Lebensjahren ins Auge gefaßt worden. Das von ihm gesammelte Material ist im Auftrage der Kgl. Astron. Gesellschaft zu London, nach seinem Tode von Main und Pritchard veröffentlicht worden[5]). Dieser Katalog enthält 10272 Positionen für das Jahr 1830 berechnet.

Eine geradezu überraschende neue Ära der Doppelstern-Entdeckung hebt an im letzten Viertel des abgelaufenen Jahrhunderts durch die Arbeiten eines einzigen Beobachters S. W. Burnham, dessen Entdeckungen, was Schwierigkeit der neuen Objekte anbelangt, alles vor ihm Dagewesene weit hinter sich lassen und heute völlig unerreicht dastehen.

Burnham begann seine Beobachtungen der Doppelsterne an einem 6-zölligen Refraktor, gelangte aber im Laufe der Jahre zur Benutzung der größten und mächtigsten Instrumente der Gegenwart, zunächst des 18-zölligen Refraktors zu Chicago, dann des 36-zölligen Lick-Refraktors und endlich des 40-zölligen Instrumentes der Yerkes-Sternwarte. Kein Beobachter hat in Auffindung von Doppelsternen unter 1″ Distanz nur entfernt das geleistet, was Burnhams „Doppelstern-Auge" an das Licht brachte. Sein erstes Verzeichnis neuer Doppelsterne erschien 1873 und innerhalb der nächsten 27 Jahre veröffentlichte er noch 18 andere, die zusammen 1274 neue Doppelsterne enthalten, von denen die meisten überaus schwierig sind und 385 unter 1″ Distanz zeigen. Untersucht man die Beteiligung aller Doppelsternbeobachter bis zu diesem Zeitpunkte an der Auffindung neuer Objekte von 0 bis 1″ und 1 bis 2″ Distanz, so ergiebt sich nach Burnham[6]) folgendes:

---

[1]) Observations de Poulkowa, T. 9. — [2]) Memoirs of the Royal Astr. Soc., London, Vol. 35. — [3]) Misure micrometr. di stelle doppie. Roma 1883 und 1884. — [4]) Vierteljahrsschrift d. Astr. Ges., Bd. 9, S. 100 ff. — [5]) A Catalogue of 10300 Multiple and Double Stars. Mem. of the Royal Astr. Soc., Vol. 40, London 1874. — [6]) A General Catalogue of 1290 Double Stars. Discovered from 1871 to 1899 by S. W. Burnham. Publications of the Yerkes-Observ. of the Univ. of Chicago. Vol. I. Chicago 1900.

	0 bis 1″	1 bis 2″	Zusammen
Burnhams Katalog von 1260 Sternen	385	305	690
O. Struves „ „ 547 „	154	63	217
W. Struves „ „ 2640 „	91	314	405
Herschels I. „ „ 812 „	12	24	36
Herschels II. „ „ 3429 „	2	20	22
Alvan Clark	14	1	15
alle übrigen Beobachter zusammen . . .	40	75	129

Die Tabelle zeigt, daß die Anzahl der bis zum Jahre 1900 bekannten Doppelsterne bis zu 2″ Distanz 1500 beträgt, während die Gesamtzahl der bekannten Doppelsterne etwa 11000 betragen mag. Von diesen sind aber nach Burnhams Meinung $^3/_4$ nicht der weiteren Beobachtung wert. Überhaupt ist Burnham[1]) der Meinung, daß eine große Zahl der in den Katalogen früherer Beobachter (besonders auch der beiden Herschel) aufgeführten Doppelsterne nicht eigentlich zu diesen gerechnet werden dürfe, da die Begleiter schwach und sehr weit von dem hellsten Sterne abstehen, so daß ein physischer Connex nicht annehmbar ist. Wollte man solche Sterne als Doppelsterne zählen, so würde die Nachforschung mit mäßigen Ferngläsern leicht noch tausende derselben ergeben. Die Zahl der wirklichen Doppelsterne, die bis jetzt bekannt sind, schätzt Burnham an der Himmelsphäre vom Nordpol bis zu 30° südl. Deklination auf nicht mehr als 4000 bis 5000 Paare, bemerkt aber, daß die Aussicht, bis jetzt unbekannte Doppelsterne zu entdecken, heute noch ebenso versprechend sei als zur Zeit, da er selbst mit dem 6-Zoller seine Nachforschungen begann.

Die von den hauptsächlichsten Doppelsternbeobachtern herrührenden Kataloge ihrer Beobachtungen werden gewöhnlich durch Buchstaben abgekürzt bezeichnet: W. Herschel mit H^1, J. Herschel mit H^2, W. Struve mit Σ, O. Struve mit $O\Sigma$, Dawes mit D, Dembowski mit Δ, Burnham mit β.

2. Doppelsternbahnen. Der Gedanke, aus den Bewegungen des Begleiters um den Hauptstern dessen Bahn (und eine hypothetische Parallaxe) zu berechnen, wurde schon früher von Bessel erörtert. Die ersten Vorschriften zur Bahnberechnung gab F. Savary[2]); mit praktisch brauchbaren Formeln folgte ihm Encke[3]). J. Herschel gab darauf eine graphische Methode[4]), die er später vervollkommte[5]). Für die Praxis ist Villarceaus Methode[6]) von großer Bedeutung. Klinkerfues gab (1855) Formeln, welche hauptsächlich auf der Benutzung der Positionswinkel beruhen[7]), auch B. Thiele[8]), Winnecke und Schur haben sich um das Problem verdient gemacht. Endlich

[1]) A. a. O., S. 13. — [2]) Connaiss. des temps 1830. — [3]) Berl. Astr. Jahrbuch für 1832. — [4]) Mem. of the Royal Astr. Soc. London, Vol. 5. — [5]) A. a. O. Vol. 18. — [6]) Connaiss. d. temps 1877. — [7]) Astr. Nachr., Nr. 900 und 1127, später in Klinkerfues' Theoret. Astronomie. Vergl. auch die 2. Auflage dieses Werkes, 1899, S. 744 ff. — [8]) Undersogelse af Omlobsbevaegelsen ò Dobbelstjernesystemet γ virginis. Kjobenhavn.

haben A. Rambaut[1]) und R. Lehmann-Filhés[2]) allgemeine Vorschriften zur Bahnberechnung spektroskopischer Doppelsterne gegeben.

Im allgemeinen sind freilich, mit relativ sehr wenigen Ausnahmen, die bis jetzt berechneten Bahnelemente von Doppelsternen sehr ungenau, teils wegen der Schwierigkeit der Messungen an und für sich, teils wegen der langen Dauer vieler Umlaufsperioden, während die Messungen sich nur über einen kleinen Teil der scheinbaren Bahn erstrecken, indem zuverlässige Beobachtungen im allgemeinen vor 1828 (W. Struve) nicht zurückreichen. Gegenwärtig beläuft sich die Zahl der berechneten Doppelsternbahnen auf mehr als 100, die bei weitem meisten stellen aber nur Rechnungsresultate dar, denen die Wirklichkeit nur innerhalb sehr weiter Grenzen oder auch nicht entspricht. Nur wo der Begleiter seit den frühesten Beobachtungen einen vollen Umlauf gemacht hat, sind die Bahnelemente einigermaßen sicher. So viel ist indessen gewiß, daß die Bahnen der Doppel- und mehrfachen Sterne um den gemeinsamen Schwerpunkt, ausnahmslos sehr excentrisch sind und sich den geschlossenen Kometenbahnen in dieser Beziehung vergleichen lassen.

Die zuverlässigeren Doppelsternbahnen mit kürzeren Umlaufszeiten als 100 Jahre enthält folgende Tabelle[3]), in der T die Umlaufszeit in Jahren, a die halbe große Bahnaxe, e die Excentricität und H die scheinbare Helligkeit der Komponenten bezeichnet.

	T	a	e	H
π Pegasi	11,4	0,42″	0,49	4,3 und 5,0
δ Equulei	11,5	0,45	0,14	4,5 „ 5,0
β 883	16,4	0,24	0,48	7,0 „ 9,0
85 Pegasi	17,5	0,80	0,16	6,0 „ 9,0
ζ Sagittae	18,7	0,53	0,17	3,5 „ 4,0
20 Persei	20,8	0,25	0,48	6,0 „ 7,0
9 Argus	22,0	0,65	0,70	6,0 „ 7,0
42 Comae	25,7	0,66	0,48	6,0 „ 6,0
β 416	27,7	2,04	0,44	7,0 „ 9,0
β 612	30,0	0,28	0,13	6,0 „ 6,0
β Delphini	30,9	0,52	0,34	3,5 „ 4,5
Σ 3121	34,0	0,67	0,33	7,5 „ 7,8
ζ Herculis	35,0	1,31	0,46	3,0 „ 6,5
τ Cygni	36,5	1,19	0,24	5,6 „ 7,9
α Canis min. (Procyon)	40,0	—	—	1,0 „ —
η Coronae bor.	41,3	0,87	0,25	5,8 „ 6,2
Σ 2173	45,4	1,00	0,13	6,0 „ 6,0
μ^2 Herculis	45,4	1,37	0,21	9,5 „ 10,5
$O\Sigma$ 269	47,7	0,58	0,06	6,8 „ 7,3
α Canis maj. (Sirius)	49,4	7,57	0,63	1,0 „ 10,0

[1]) Monthly Notices, Vol. 51, p. 316. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3242. — [3]) Annuaire pour l'an 1896.

	T	a	e	H
99 Herculis	53,5	1,12″	0,79	6,0 und 11,5
γ Andromedae	54,8	0,37	0,88	4,5 „ 6,0
ζ Cancri	59,1	0,86	0,38	5,0 „ 5,7
ξ Ursae maj.	60,6	2,59	0,39	4,0 „ 5,0
γ Centauri	61,9	1,50	0,63	4,0 „ 4,0
$O\Sigma$ 234	63,5	0,34	0,36	7,0 „ 7,4
$O\Sigma$ 298	65,2	0,86	0,53	7,0 „ 7,3
α Centauri	81,1	17,71	0,52	1,0 „ 2,0
$O\Sigma$ 149	85,9	0,50	0,46	6,5 „ 9,0
70 Ophiuchi	88,4	4,60	0,48	4,1 „ 6,1
Σ 228	88,7	0,98	0,53	6,7 „ 7,6
γ Coronae bor.	90,4	0,66	0,35	4,0 „ 7,0
φ Ursae maj.	91,9	0,29	0,45	5,0 „ 5,6
λ Cygni	93,4	0,51	0,60	5,0 „ 6,3
8 Sextantis	93,9	0,52	0,47	5,0 „ 6,0
$O\Sigma$ 235	94,4	0,98	0,50	6,0 „ 7,3
ξ Scorpii	95,9	1,26	0,08	4,9 „ 5,2
$O\Sigma$ 224	96,1	0,42	0,58	7,2 „ 9,2

Für α Centauri ergiebt sich unter Annahme der obigen Bahn von J. J. See[1]) und einer Parallaxe von 0,75″ als Gesamtmasse des Systems 2,0 Sonnenmassen und als halbe große Axe der Bahn 23,6 Erdbahnhalbmesser. Der Hauptstern ist etwas schwerer, der Begleiter wenig leichter als die Sonnenmasse, jener aber 5- bis 6 mal lichtstärker als dieser. Infolge der sehr excentrischen Bahn sind beide Sterne im Periastrum nur wenig weiter voneinander entfernt als Sonne und Saturn, im Apastrum ist dagegen ihr Abstand größer als die Entfernung des Neptun von der Sonne.

Bei 70 Ophiuchi führt eine Parallaxe von 0,2″ auf eine Gesamtmasse von 1,6 Sonnenmassen und eine halbe große Axe der Bahn von 23,0 Erdbahnradien.

Von den Binarsystemen λ Virginis und γ Leonis liegen Bahnberechnungen durch Doberck vor, welche auf Umlaufszeiten von 180 resp. 407 Jahren führen. Diese Bestimmungen sind sehr unsicher, allein sie haben ein besonderes Interesse, weil beide Sternsysteme von A. Belopolsky spektrographisch bezüglich ihrer Eigenbewegung in der Gesichtslinie zur Erde untersucht worden sind[2]).

Bei γ Virginis ergab sich relativ zur Sonne als Geschwindigkeit der nördlichen Komponenten $-2{,}926$, der südlichen $-2{,}648$ geogr. Meilen in der Sekunde. Hieraus folgt die relative Geschwindigkeit der nördlichen gegen die südliche Komponente $= -0{,}278$, $\pm 0{,}1$ geogr. Meile.

Unter Benutzung der Rechnungen von Doberck ergiebt sich hieraus für die halbe große Axe der Bahn, welche der eine um den andern Stern im Systeme γ Virginis beschreibt: 79,4 Halbmesser der Erdbahn, und die Ge-

[1]) Monthly Notices, Vol. 54, p. 102. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3560.

samtmasse beider Sterne = 15 Sonnenmassen, die Parallaxe = 0,051″ oder 80 Billionen Meilen. Naturgemäß sind diese Werte mit großen Unsicherheiten behaftet, so daß der Halbmesser der Bahn zwischen 80 und 105 Erdbahnradien, die Parallaxe zwischen 0,035″ und 0,055″ und die Masse zwischen 15 und 35 Sonnenmassen schwankt.

Bei γ Leonis wurde die Geschwindigkeit des hellern Sterns schon von Vogel und Scheiner 1889 und 1890 im Mittel zu —5,19 geogr. Meilen bestimmt, Belopolski hat auch diejenige des Begleiters festgestellt. Für den Hauptstern ergaben die Potsdamer und Pulkowaer Messungen in guter Übereinstimmung im Mittel —5,32 geogr. Meilen, für den Begleiter findet Belopolski —5,03 Meilen.

Die relative Geschwindigkeit der beiden Komponenten wird = +0,29, ± 0,096 geogr. Meile, wenn die hellere Komponente als Centralkörper angenommen wird.

Aus den Bahnelementen von Doberck ergiebt sich als halbe große Axe der Bahn 102 Erdbahnradien, Gesamtmasse 6,5 Sonnenmassen, Parallaxe 0,0197″ oder fast 206 Billionen Meilen. Diese Größen sind aber erheblicher Unsicherheit unterworfen; selbst wenn die Bahnelemente absolut richtig wären, würden die wahrscheinlichen Fehler in den ermittelten Geschwindigkeiten noch eine Unsicherheit der halben Axe der Bahn zwischen 80 und 103 Erdbahnradien, der Masse zwischen 3 und 15 Sonnenmassen und der Parallaxe zwischen 0,015″ und 0,025″ übrig lassen. Nichtsdestoweniger dürfen diese Ergebnisse hohes Interesse in Anspruch nehmen, denn sie zeigen, daß der beschrittene Weg sehr aussichtsvoll ist, um die Distanz von Fixsternen zu bestimmen, die so weit entfernt sind, daß eine direkte Messung ihrer Parallaxe wohl für immer unmöglich bleibt.

3. Die Veränderlichkeit der Eigenbewegung isolierter Fixsterne und damit deren Natur als wahre Doppelsterne, bestehend aus einem leuchtenden und einem unsichtbaren Körper, wurde zuerst von Bessel bei Procyon und Sirius nachgewiesen. Seine frühesten Vermutungen in dieser Beziehung reichen bis 1841 zurück[1]). Drei Jahre später zeigte er[2]) durch eine eingehende Diskussion der Deklinationsbeobachtungen von Procyon, „daß die Veränderlichkeit der eigenen Bewegung desselben in Deklination so sicher bewiesen ist, als etwas durch Beobachtungen auf der Königsberger Sternwarte überhaupt bewiesen werden kann“. Genaueres über Periode und Art der Bewegung des Sterns war aber damals noch nicht abzuleiten.

Im Falle des Sirius kam Bessel zu dem Ergebnisse, daß dessen Rektascension kleinen Schwankungen unterworfen sei und sagte: „Ich setze der aus den Beobachtungen der Deklination des Procyon gezogenen Folgerung die zweite ähnliche hinzu, daß die Voraussetzung der Unveränderlichkeit der Rektascensionsbewegung des Sirius mit den Beobachtungen unvereinbar ist.“ Was die Art der Veränderlichkeit der relativen Bewegung des Sirius anbelangt, so bemerkt er, daß zwar schon der bloße Anblick der Zusammenstellung der Beobachtungen mit der Annahme unveränderlicher eigener Bewegung hinreichend

[1]) Astr. Nachr., Nr. 422. — [2]) A. a. O. Nr. 514 bis 516.

erkennen lasse, daß die Unterschiede zwischen beiden, sowie auch ihr Maximum, durch eine Periode von etwa einem halben Jahrhundert erklärt werden können, doch müsse jeder Versuch, zu ihrer näheren Kenntnis zu gelangen, so lange unterbleiben, bis fernere Beobachtungen die Erscheinung selbst beträchtlich vollständiger entwickelt haben würden. „Die Astronomie", so schließt Bessel seine wichtige Abhandlung, „gewinnt erst durch neue Resultate, wenn deren Unzweideutigkeit vollständig vertreten werden kann; nicht das frühzeitige Erraten derselben, sondern die Erwerbung der Grundlagen ihrer genügenden Kenntnis, muß Gegenstand der Bemühungen sein."

Die Untersuchungen, welche auf Struves Veranlassung Fuß in Pulkowo ein Jahr nach Bessels Tode angestellt[1]), haben allerdings die Ansicht der Königsberger Astronomen nicht bestätigt, wohl aber die späteren und umfassenden Arbeiten von C. A. F. Peters[2]).

Am 31. Januar 1862 gelang es Clark, mit einem 18-zölligen Objektiv den Begleiter des Sirius direkt zu beobachten[3]). Die Position stimmte genügend mit dem Ergebnisse der Petersschen Rechnung überein. Kurz vor dieser Entdeckung hatte Auwers eine neue Untersuchung der veränderlichen Eigenbewegung des Sirius, begründet auf die beobachteten Deklinationen, begonnen. Diese Arbeit wurde nun von ihm in größerer Ausdehnung fortgesetzt, indem auch die Rektascensionen hinzugezogen und alle von 1750 bis 1864 zwischen Sirius und den Sternen α und β Orionis und α Canis min. an Meridianinstrumenten beobachteten Rektascensionsdifferenzen benutzt wurden. Es ergab sich, daß der von Clark gesehene, in etwa 10″ Distanz vom Sirius stehende, kleine Begleiter in der That mit dem dunkeln Körper identisch ist, dessen Existenz zuerst von Bessel behauptet wurde.

Als Elemente der Siriusbahn, bezogen auf den Schwerpunkt des Systems fand Auwers:

Umlaufszeit P	49399 Jahre
Zeit des Perihels T	1843275
Perihel vom Knoten $\pi - \Omega$ . .	18° 54,5′
Knoten Ω	61° 57,8′
Neigung i	47° 8,7′
Excentricität e	0,6148
Halbe große Axe a	2,3307″

Nimmt man, nach Gyldéns Berechnung der Maclearschen Beobachtungen, die Parallaxe des Sirius zu 0,193″ an, so erhält man nach Auwers: Masse des Sirius 13,76 Sonnenmassen, Masse des Begleiters 6,71 Sonnenmassen. Mittlere Distanz beider Körper voneinander: 37 Sonnenweiten = 740 Millionen Meilen[4]).

In Bezug auf Lichtmenge verhält sich Sirius zu seinem Begleiter fast wie 1 zu 16000, ein auffälliges Beispiel dafür, wie Prof. Seeliger hervorhebt, wie wenig in speciellen Fällen die Größe einer stellaren Masse mit ihrer Leuchtkraft zusammenhängt.

[1]) Struve, Etudes d'Astr. stell., p. 47. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 745 bis 748. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 1353. — [4]) Auwers, Unters. über veränd. Eigenbewegungen, 2. Teil, 1868.

Auf Grund der zahlreichen Mikrometermessungen des Siriusbegleiters von 1862 bis 1890 berechnete Auwers unter Annahme der Umlaufszeit von 49,4 Jahren folgende Bahn des Begleiters um seinen Hauptstern: Zeit des Periastrums T : 1844,22, Knoten ☊ : 37,51°, Winkel der großen Axe mit der Knotenlinie λ : 39,94°, Neigung gegen die Projektionsebene i : 42,43°, Excentricität $e = 0{,}629$[1]).

Unter Zuziehung der neuesten Beobachtungen des Siriusbegleiters, die bis zum Jahre 1899 reichen, hat H. J. Zwiers eine abermalige Bahnberechnung ausgeführt. Dieselbe ergiebt[2]):

P	48,8421 Jahre
T	1894,900
π — ☊ . . .	212° 6,4′
☊	44° 30′2′ (1900,0)
i	46° 1,9′
e	0,5875.

Die Diskussion der bessern Distanzmessungen ergab als Mittelwert für die halbe große Axe der Bahn 7,594″.

Über die Bahn des Procyon ist ebenfalls eine umfassende Untersuchung von Auwers angestellt worden[3]). Sie rechtfertigte vollkommen die Resultate, zu welchen Bessel bereits gelangt war, und die auch Mädler 1851 bestätigt gefunden hatte, als er die Rektascensionen dieses Sterns untersuchte. Auwers hat seine erste Bahnbestimmung des Procyon ausschließlich auf Rektascensionsbestimmungen, hauptsächlich von Greenwich, Königsberg, Cambridge und Oxford, gegründet und die Deklinationen nur zu einem Vergleiche mit den durch die Bahnelemente gegebenen Örtern benutzt. Als definitive Elemente (für eine Kreisbahn) fand er:

Epoche des Minimums in Rektascension	= 1795,5676;	± 0,4457 Jahre
Umlaufszeit	39,972;	± 0,4043 „
Jährliche Bewegung	9,00634°	± 0,09110°
Radius der Bahn	1,0525″	± 0,0275″.

Um für die Masse des unsichtbaren Begleiters eine untere Grenze angeben zu können, versuchte Auwers aus einer, allerdings nicht ursprünglich in der Absicht einer Parallaxenbestimmung begonnenen, Beobachtungsreihe am Königsberger Heliometer, einen Näherungswert für die Parallaxe von α Canis minoris abzuleiten. Es ergab sich $\pi = 0{,}123''$, wahrscheinlicher Fehler ± 0,033″. Mit dieser Zahl findet sich aus den obigen Elementen die Masse des dunkeln Körpers größer als 0,4 Sonnenmasse. Eine spätere Untersuchung ergab[4]), daß aus den genannten Messungen bloß im allgemeinen abgeleitet werden kann, daß die Parallaxe des Procyon merklich ist und wahrscheinlich zwischen 0,15″ und 0,35″ liegt.

Eine neue Untersuchung der Bahn des Procyon hat L. Struve ausgeführt auf Grund der Beobachtungen O. Struves von 1851 bis 1890[5]).

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3084. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3588. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 1371 bis 1373. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 1415. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 3108.

Er findet die halbe große Axe $= 0{,}7401''$, $\pm 0{,}382''$, Zeit des Periastrums 1874,962, für die Umlaufszeit behielt er dagegen den Auwersschen Wert bei, da O. Struves Beobachtungen keinen vollen Umlauf umfassen. Am 36-zölligen Lick-Refraktor ist von J. M. Schäberle 1896 Nov. 14. ein lichtschwacher (13. Größe), stark gelblicher Begleiter des Procyon in $d = 4{,}59''$, $p = 318{,}4^0$ gefunden worden. Dr. See hat auch eine Berechnung der Bahn des Procyon gegeben und ebenfalls die relative Bahn des von Schäberle gesehenen Begleiters bestimmt[1]). Hiernach hat man:

	Bahn des Procyon	relative Bahn des Begleiters
P	40 Jahre	40 Jahre
T	1891,0	1891,0
e	0,45	0,45
a	0,94″	5,84″
☊	108,3°	108,3°

Unter Annahme der gegenwärtigen Distanz ergiebt sich für beide Sterne das Verhältnis ihrer Massen wie 1 : 5, und mit Elkins Parallaxe ($\pi = 0{,}266''$) ist die halbe große Axe der Bahn des Procyon $= 3{,}534$ Erdbahnhalbmesser, die des Begleiters $= 21{,}2$, die Gesamtmasse beider $= 5{,}955$ Sonnenmassen, so daß also der Begleiter fast genau die Masse unserer Sonne besitzt.

Auwers macht indessen geltend, daß die von See gefundene Bahn die nunmehr über 148 Jahre sich erstreckenden Meridianbeobachtungen des Procyon und auch die Deklinationsanschlüsse O. Struves nicht darstelle. Man könne nur schließen, daß die wirkliche Bahn mäßig excentrisch (0,2) sei, müsse aber zunächst noch fernere Beobachtungen abwarten[2]).

Anomalien in den Änderungen des Positionswinkels bei dem äußern Begleiter des dreifachen Sterns ξ Cancri haben zuerst O. Struve auf die Vermutung einer physischen Ursache derselben geführt. Die von ihm gegebene Formel zur Darstellung der Distanzen und Positionswinkel deutet an, daß die Ungleichheiten sich erklären lassen unter der Annahme, der entferntere Begleiter beschreibe, während er sich in seiner Hauptbahn bewegt, gleichzeitig in 20 Jahren einen Kreis von 0,3″ Radius um eine dunkle Masse. Genauere Untersuchungen über die Bewegungsverhältnisse im System ξ Cancri hat H. Seeliger angestellt[3]) und gezeigt, daß die Bewegung des innern Begleiters (B) um den Centralstern (A) trotz der störenden Einwirkung des Begleiters (C) nahe den Keplerschen Gesetzen gemäß erfolgt. Man kann für C sehr bedeutende Massenwerte annehmen, ohne die Übereinstimmung zwischen Rechnung und Beobachtung zu gefährden und man muß sogar ziemlich bedeutende annehmen, um den Beobachtungen am besten zu genügen. Der wahrscheinlichste Wert der Masse von C ist größer als 2,368 $(1 + m)$, wobei 1 die Masse von A, m die Masse von B bezeichnet. Unter Vernachlässigung der störenden Wir-

[1]) Astr. Journ., Nr. 440. — [2]) Sitzungsber. d. preuß. Akad. 1898, Bd. 54, S. 845. — [3]) Sitzungsber. d. Kais. Akad. d. Wiss. in Wien 1881, 2. Abth.

kung von C erhielt Seeliger folgende Bahnelemente von B: $T = 1870{,}0717$, $\lambda = 125{,}405^0$, $\Omega = 63{,}260^0$, $\varphi = 20{,}774^0$, $i = 15{,}643^0$, $n = -5{,}6939^0$, $a = 0{,}853''$. Die Bewegung von C im Positionswinkel findet Seeliger übereinstimmend mit O. Struve am besten erklärbar durch die Annahme, daß C sich um einen in der Nähe befindlichen dunklen Begleiter bewegt, durch welche Hypothese die Beobachtungen völlig genau dargestellt werden.

P. Harzer findet[1]), der störende Körper könne möglicherweise weit von den beobachteten drei Sternen stehen und seine Ortsveränderung so langsam sein, daß zur Konstatierung derselben Beobachtungen von Jahrzehnten nicht genügen, so daß er sich scheinbar als nicht zum System ξ Cancri gehöriger Stern darstelle.

Außer bei diesem dreifachen Sterne liegen nur für ξ Scorpii (Σ 1998) genügend ausgedehnte Beobachtungsreihen vor, um mit Aussicht auf Erfolg eine ähnliche Untersuchung zu gestatten. R. Schorr hat dieselbe ausgeführt. Zunächst bestimmte er die Bewegung des näheren Begleiters B um den Hauptstern, ohne auf die eventuelle Einwirkung des Sterns C Rücksicht zu nehmen. Die Berechnung geschah nach den von Prof. Seeliger entwickelten Formeln und ergab: $T = 1862{,}324$, $a = 1{,}3093''$, $\Omega = 10{,}450^0$, $\lambda = 102{,}628^0$, $i = 67{,}644^0$, $\varphi = 7{,}046^0$, $n = 3{,}4222^0$, also Umlaufszeit 105,2 Jahre. Diese Bahnelemente stellen sämtliche Beobachtungen sehr gut dar, und dies läßt vermuten, daß C keine bedeutende Einwirkung auf B ausübt. Die genauere Untersuchung bestätigte dies und ergab, daß überhaupt nur ein sehr geringer Einfluß des entfernten Begleiters stattfinden kann, wenn man nicht die kaum wahrscheinliche Annahme macht, der entferntere Stern übertreffe den inneren Begleiter sehr beträchtlich an Masse. Was die Bewegung von C anbelangt, so sind für diese nur Beobachtungen vorhanden, welche sich über 60 Jahre erstrecken, während deren die Änderungen des Positionswinkels etwa 12^0 betrugen. Es ist also nicht möglich, aus diesem kurzen Bogen eine elliptische Bahn zu berechnen, und Schorr beschränkte sich deshalb darauf, für diesen Stern Interpolationsformeln aufzustellen, welche Positionswinkel und Distanzen möglichst annähernd darstellen.

Der Doppelstern 61 Cygni, bei dem zuerst von Bessel ein sehr genäherter Wert der jährlichen Parallaxe bestimmt worden, hat seit Bradleys Zeit in der Stellung des Begleiters Änderungen des Positionswinkels von fast 90 Grad gezeigt; dennoch ist eine Bahnbestimmung in diesem System noch nicht möglich. Photographische Aufnahmen, welche Dr. Wilsing in Potsdam im Oktober 1890 begann und bis September 1893 fortführte, ergaben[2]) unzweifelhafte Schwankungen in der Distanz beider Komponenten, die $0{,}3''$ erreichen und eine Periode von etwa 22 Monaten besitzen. Die Ursache derselben kann nur in dem Vorhandensein eines oder mehrerer Begleiter der Sterne gesucht werden. Gleichzeitig bieten diese Anomalien aber auch eine plausible Erklärung der merklichen Unterschiede in den Werten für die Parallaxe des Sterns, welche sich in den Messungen Bessels und Struves zeigten.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2764. — [2]) Sitzungsber. d. preuß. Akad. 1893, S. 879.

Die Eigenbewegung der hellern Komponenten von 61 Cygni hat A. Belopolsky 1894 relativ gegen die Sonne zu — 7,3, absolut im Visionsradius zu — 5,8 geogr. Meilen bestimmt [1]). Wird die Parallaxe dieses Sterns zu 0,5″ angenommen, so ergiebt sich hieraus als Geschwindigkeit senkrecht zur Gesichtslinie 6,5 oder frei von der Bewegung des Sonnensystems 4,9 geogr. Meilen. Dieser Stern bewegt sich also an der Himmelssphäre jährlich um 160 Millionen Meilen und doch galt er, gleich den übrigen, bis zum vorigen Jahrhundert als feststehender Stern.

Der Nachweis dunkler oder wenig leuchtender Massen bei einigen Sternen, durch die veränderliche eigene Bewegung der letzteren, bezeichnet den Triumph der astronomischen Beobachtungskunst, gleichzeitig aber auch die Grenze für die Schärfe der Messungen an Heliometern und Fadenmikrometern. Erst durch Einführung ganz neuer Methoden ist es möglich geworden, diese Grenze zu überschreiten und das Vorhandensein mehrfacher Körper bei Fixsternen nachzuweisen, die in jedem Teleskope nur als unteilbare Punkte erscheinen.

4. Spektroskopische Doppelsterne. Die bereits von Goodricke ausgesprochene Vermutung, daß der Lichtwechsel von β Persei eine Folge der periodischen Verdeckung durch einen Begleiter sei, der mit seinem Hauptstern um den gemeinsamen Schwerpunkt kreise [2]), ist durch die spektrographischen Aufnahmen H. C. Vogels als zutreffend erwiesen worden [3]). Diese Arbeiten begannen im Winter 1889/90 und bestanden in der photographischen Aufnahme des Algolspektrums bei gleichzeitiger Aufnahme des Wasserstoffspektrums. Es zeigte sich, daß die Linien des Sternspektrums vor dem Lichtminimum gegen Rot verschoben waren, entsprechend einem Entfernen des Sterns von der Erde um 5,3 geogr. Meilen in der Sekunde; nach dem Minimum gegen Violett, entsprechend einer Annäherung desselben um 6,2 geogr. Meilen, während die Translationsbewegung des ganzen Systems in der Gesichtslinie zu — 0,5 geogr. Meilen, und die Bahnbewegung des sichtbaren Begleiters zu 5,7 Meilen pro Sekunde anzunehmen ist.

Unter Voraussetzung einer kreisförmigen, nur unmerklich gegen die Gesichtslinie zur Erde geneigten Bahn und gleicher Dichte beider Weltkörper, sowie der Annahme, daß sich ihre Massen wie die Volumina verhalten, findet Vogel folgende Werte:

Durchmesser des hellen Hauptsterns . . .	1 707 000	km
„ „ relativ dunklen Begleiters .	1 336 000	„
Entfernung ihrer Mittelpunkte	5 194 000	„
Geschwindigkeit des Hauptsterns in der Bahn	42	„
„ „ Begleiters „ „ „	88	„
Masse des Hauptsterns	$^4/_9$	Sonnenmasse
„ „ Begleiters	$^2/_9$	„

Man hat sich ferner beide Sterne mit mächtigen Atmosphären umgeben zu denken, von denen die des Hauptsterns eine große Leuchtkraft besitzt und

---

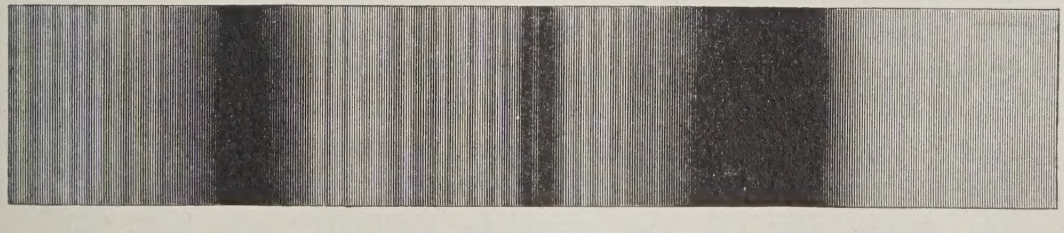
[1]) Astr. Nachr., Nr. 3338. — [2]) S. S. 372. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2947. Publ. d. astrophys. Obs. zu Potsdam, Bd. 8, S. 111.

die des mehr abgekühlten Begleiters eine starke Absorptionsfähigkeit. Die kaum merkliche Biegung der Lichtkurve zu Anfang und Ende läßt sich sehr wohl durch Überdeckung der Atmosphären erklären und mit der äußersten aus der Lichtkurve abgeleiteten Dauer der Verfinsterung ($9^3/_4{}^h$) ergeben sich für die Atmosphären Höhen von 54000 und 42000 Meilen. Der Trabant könnte nach Vogel sich auch noch im Glühzustande befinden, doch müßte seine Helligkeit im Vergleich zum Hauptstern unter $^1/_{80}$ sein.

Um dieselbe Zeit erkannte Edw. Pickering[1]), daß auf den Harvard-Photographien von 1889 die Linie *K* im photographischen Spektrum von ξ Ursae bisweilen doppelt, zu andern Zeiten verwaschen, dann wieder einfach und scharf erscheint, innerhalb einer Periode von 52^d. Pickering gab die Erklärung dieser Erscheinung auf Grund des Dopplerschen Princips unter der Annahme, daß ξ Ursae ein optisch nicht direkt trennbarer Doppelstern mit 104 Tagen Umlaufszeit ist. Wenn eine der beiden Komponenten sich bei dem Umlaufe der Erde nähert, werden die Linien ihres Spektrums gegen das blaue Ende hin verschoben, während gleichzeitig bei der entgegengesetzt gerichteten Bewegung der andern Komponenten eine Verschiebung ihrer Spektrallinien gegen Violett erfolgt. Dadurch wird jede Linie, die sonst einfach erscheint, verdoppelt. Während die Bewegung der beiden Sterne senkrecht zur Gesichtslinie erfolgt, entspricht die Lage der Linien in beiden übereinander fallenden Spektren der normalen Wellenlänge und die Linien erscheinen einfach. Pickering berechnet unter Annahme einer kreisförmigen in der Gesichtslinie zur Erde liegenden Bahn und einer Maximalgeschwindigkeit von 100 engl. Meilen in der Sekunde, die Distanz beider Sterne zu 143 Mill. engl. Meilen und deren Gesamtmasse zu 40 Sonnenmassen. Ist die Bahnebene gegen die Gesichtslinie zur Erde geneigt, so sind die wahren Dimensionen größer.

In dem gleichen Jahre (1889) fand Miß A. C. Maury auf Harvard-Photographien, daß auch im Spektrum von β Aurigae Linienverdoppelungen sich zeigen, die auf eine relative Geschwindigkeit von 150 engl. Meilen in der Sekunde und eine Periode von nur 4 Tagen deuten. Die Veränderungen der Trennung der Linie *K* im Spektrum dieses Sterns erfolgen so rasch, daß sie sogar auf Photographien von ein und demselben Abend erkannt werden können. Fig. 79 zeigt eine vergrößerte Wiedergabe eines

Fig. 79.



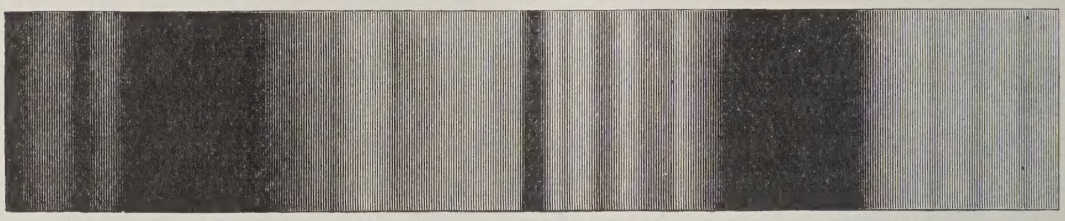
Originalnegativs von 1889 Dezember 31. $11{,}5^h$ m. Z. Greenwich, worauf die Linie *K* und die dunkle Linie α (links von *K*) doppelt erscheinen und die

[1]) Americ. Journ. of Sciences 1890 January, p. 49. Henry Draper, Mem. 4.

dunkle Bande rechts H ist. Fig. 80 zeigt in gleicher Vergrößerung ein Negativ, welches 18^h früher aufgenommen wurde und auf dem die Linien einfach sind.

Die Sterne ξ Ursae und β Aurigae sind auch in Potsdam spektrophotographisch aufgenommen worden[1]). Diese Aufnahmen haben die Beobachtungen in Cambridge völlig bestätigt und ebenso, daß bei dem erstgenannten Sterne Unregelmäßigkeiten in der Verdoppelung der Linien vorkommen, auch die Linien nur wenige Tage getrennt bleiben. Wahrscheinlich ist, wie schon Pickering vermutete, die Bahn beider Körper stark elliptisch, wodurch sich die Massen aber wesentlich vermindern. Bei β Aurigae fand Vogel, daß die Geschwindigkeiten beider Körper zur Zeit der größten Elongation nur wenig voneinander verschieden sein können.

Fig. 80.



Die Bahnbewegung von α Virginis ist spektrophotographisch von H. C. Vogel in Potsdam nachgewiesen worden[2]). Die Untersuchungen dieses Sterns sind schwierig, weil die $H\gamma$-Linie breit und verwaschen und ohne dunklere Mitte erscheint. Die periodischen Verschiebungen dieser Linien ergeben folgende Bahnelemente, wobei unter Epoche der Zeitpunkt zu verstehen ist, in welchem die Komponente der Bahnbewegung in der Gesichtslinie zur Erde gleich Null war:

Epoche $t_0 = 1890$ Mai 4. $10{,}50^h$ m. Z. v. Potsdam,
Periode $p = 4{,}1034$ Tage,
Bewegung des Systems $= -2{,}0$ geogr. Meilen,
Geschwindigkeit in der Gesichtslinie nach Abzug der Bewegung des Systems in geogr. Meilen $= 12{,}3 \sin\left(\frac{t - t_0}{p} \cdot 360\right)^0$.
Masse des Systems $= 2{,}6$ Sonnenmassen.

Werden beide Sterne an Masse als gleich angenommen, so ist ihr Abstand vom gemeinsamen Schwerpunkt $= 679\,000$ geogr. Meilen. Selbst bei einer Parallaxe von $0{,}2''$ würde die scheinbare Entfernung beider Sterne im Maximum nur $0{,}014''$ betragen, der Begleiter kann also auch an den größten Instrumenten nicht gesehen werden. Da der Hauptstern keine Lichtschwankungen zeigt, muß die Bahn des Begleiters merklich gegen die Gesichtslinie zur Erde geneigt sein, so daß periodische Verfinsterungen nicht stattfinden können.

---

[1]) Astr. Nachr., Bd. 126, S. 265. — [2]) Sitzungsber. d. Kgl. Preuß. Akad. 1890, 24. April. Astr. Nachr., Nr. 2995.

Die vorgenannten Sterne sind typisch für die drei Klassen, in welche die spektroskopischen Binarsysteme zerfallen, nämlich:

a) Heller Hauptstern mit relativ dunklem Begleiter, dessen Bahnebene nahe in der Gesichtslinie zur Erde liegt, so daß der Hauptstern periodisch für unsern Anblick verdeckt wird.

b) Heller Hauptstern mit relativ dunklem Begleiter, dessen Bahnebene einen merklichen Winkel mit der Gesichtslinie zur Erde bildet, so daß periodische Verdeckungen des Hauptsterns für unsern Anblick nicht stattfinden.

c) Zwei helle Sterne, die sich um den gemeinsamen Schwerpunkt bewegen.

In die Klasse a) gehören sämtliche Veränderlichen des Algoltypus. Bei λ Tauri scheint es nach A. Belopolskys Aufnahmen [1]), daß die $H\gamma$-Linie dem Hauptsterne, die schwache Linie $\lambda = 4419$ dem Begleiter angehört. Erstere ergab relativ zur Sonne im November 1897 Geschwindigkeiten von $-1{,}23$ bis $-0{,}58$ geogr. Meilen, letztere 1897 November 12. $-10{,}55$ bis $+11{,}80$ geogr. Meilen in der Sekunde.

Zur Klasse b) gehören nach dem gegenwärtigen Stande unserer Kenntnisse folgende Sterne:

Stern	Entdecker und Zeit der Entdeckung	Periodendauer
α Virginis	Vogel 1890	4,0134 Tage
β Lyrae	Pickering 1892	12,908 „
δ Cephei	Belopolsky 1894	5,3 „
η Aquilae	„ 1895	$7^1/_6$ „
α^1 Geminorum	„ 1896	2,91 Tage
η Pegasi	Campbell 1896	$2^1/_4$ Jahre
χ Draconis	„ „	282 Tage
o Leonis	„ „	14,5 „
ζ Geminorum	Belopolsky 1898	$10^1/_6$ „ (?)
ϑ Ursae maj.	„ 1899	5 bis 7 Tage
i Pegasi	Campbell 1899	etwa 10 „
ϑ Draconis	„ „	etwa 9 „
ε Librae	„ „	$>$ 3 Monate
β Capricorni	„ „	unbekannt
h Draconis	„ „	„
λ Andromedae	„ „	19,2 Tage
ε Ursae min.	„ „	einige Wochen
ω Draconis	„ „	unbekannt
α Ursae min.	„ „	3 Tage 23^h
v Sagittarii	„ „	einige Wochen
β Herculis	„ „	unbekannt
δ Orionis	Deslandres 1899	1,92 Tage (?)
ε Leonis	W. S. Adams 1900	$2^1/_4$ „ (?)

β Lyrae. Die spektroskopischen Untersuchungen dieses Sterns reichen bis Secchi zurück, der zuerst helle Linien im Spektrum desselben sah, ohne

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3474.

jedoch deren Lage genauer angeben zu können. Diese Linien wurden von H. C. Vogel 1871 Sept. 19. und Oktober 4. wieder gesehen[1]) und sie schienen ihm identisch mit D_3, $H\beta$ und $H\gamma$; E. v. Gotthard sah sie[2]) im August und September 1883, ebenso an verschiedenen Tagen des Oktober und November.

Fig. 81. Spektrum von β Lyrae, von λ 3800 bis λ 4500; von H. C. Vogel.

Das photographische Spektrum von β Lyrae ist zuerst genauer auf der Harvard-Sternwarte studiert worden[3]) und E. Pickering erkannte, daß es von breiten, dunkeln Wasserstoffbanden durchzogen wird. Was die hellen Linien anbelangt, so haben die augenfälligsten folgende Wellenlängen: λ 4869, 4430, 4340, 4100, 4030, 3890, fallen also zusammen mit den Wasserstofflinien F, G, h und α, die beiden letztern sind auch augenfällige Linien in den Orionsternen. Pickering erkannte aber auch, daß die hellen Linien bisweilen etwas gegen die korrespondierenden dunkeln verschoben sind und daß diese Verschiebungen bestimmten Phasen des Lichtwechsels entsprechen. Er sprach die Vermutung aus, daß der Körper, welcher die hellen Linien aussendet, sich in einer nahezu kreisförmigen Bahn von $12^d\,22^h$ Umlaufszeit und 50 Millionen engl. Meilen Radius mit einer Maximalgeschwindigkeit von 500 km bewege und es sich möglicherweise um einen sehr engen Doppelstern handle, dessen Komponenten ungleiche Spektra haben.

Sehr eingehend hat Prof. H. C. Vogel das Spektrum von β Lyrae behandelt[4]). Seine Beobachtungen wurden mittels des Spektrographen am 13zölligen photographischen Refraktor zu Potsdam in der Zeit vom 25. März bis 22. Dezbr. 1893 erhalten, zu welchen noch einige Aufnahmen aus den Monaten April und Mai 1892 hinzukamen. Es fand sich, daß sämtliche Wasserstofflinien von $H\gamma$ bis $H\xi$ im Spektrum vorhanden sind, meist als gut begrenzte Absorptionsstreifen, außerdem neben der kräftig ausgeprägten Linie K noch einige andere feine Linien (Fig. 81). Zu Zeiten befinden sich an der weniger brechbaren Seite an fast allen stärkeren Absorptionslinien helle Linien, unter denen besonders $H\gamma$ und $H\zeta$ (α) auffallen. Die Intensität des kontinuierlichen Spektrums wechselt einfach mit der Lichtphase, die hellen Linien schienen zu den regelmäßigen Lichtschwankungen in keinem einfachen Verhältnisse zu stehen; nur kleinere Veränderungen in der gegenseitigen Lage der meist paarweise auftretenden hellen und dunkeln Linien waren zu beobachten, die für längere Zeit allerdings in einem gewissen Zusammenhange mit den Lichtschwankungen des Sterns standen. Diese Wahrnehmungen beziehen sich auf die meisten der stärkern Linien zwischen $\lambda = 3850$ und 4500. Am prägnantesten treten die angedeuteten Erscheinungen an der Linie $H\zeta$ (α) auf, welche die auffallendste Linie im photographisch fixierten Spektrum ist (Fig. 82). Die Beobachtungen betrachtete Prof. Vogel nicht

---

[1]) Bothkamper, Beob, Heft 2, S. 9. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2581. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3851. — [4]) Sitzungsber. d. Preuß. Akad. 1894, Bd. 6, S. 115.

als abgeschlossen, gab aber als Basis für weitere Untersuchungen folgende Zusammenstellung:

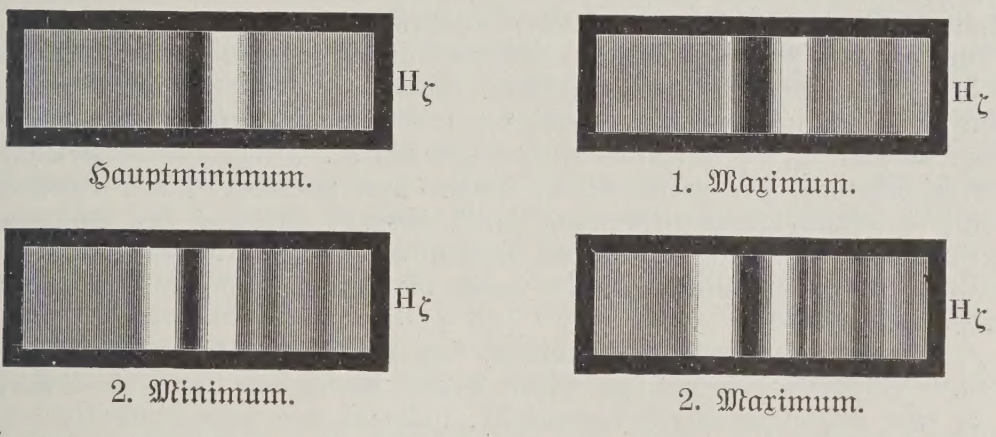
„A. 1. Zur Zeit des Hauptminimums und des darauf folgenden Maximums liegt die helle Linie neben der dunkeln nach der Seite der größeren Wellenlängen verschoben. Zeitweilig — besonders zur Zeit des 1. Maximums — ist auch an der Seite der kleineren Wellenlängen die dunkle Linie von einer hellen, aber nur ganz schmalen Linie begrenzt.

2. Bei dem 2. Minimum liegt die Absorptionslinie in der Mitte der hellen Linie, doch so, daß meist die nach Rot gelegene Komponente der als breite Doppellinie erscheinenden hellen Linie an Breite überwiegt. Auf der weniger brechbaren Seite der hellen Linie erscheint eine matte Absorptionslinie.

3. Bei dem 2. Maximum liegt die Absorptionslinie entweder genau in der Mitte der hellen Linie oder so, daß die nach der brechbarern Seite gelegene Komponente etwas breiter ist. Die schon erwähnte Absorptionslinie auf der weniger brechbaren Seite der hellen Linie ist sehr deutlich und charakteristisch für das Aussehen zur Zeit des 2. Maximums. Zeitweilig sind in geringerem Abstande nach Rot noch zwei oder drei Linien zu erkennen.

4. Während der Übergang vom 1. Maximum zum 2. Minimum allmählich vor sich geht, ändert sich das Aussehen der Doppellinie $H\zeta$ vom 2. Maximum zum Hauptminimum sehr plötzlich, und zwar kurz vor Eintritt des Hauptminimums. Es scheint nach einigen Platten die Verschiebung der dunklen Linie innerhalb der

Fig. 82.



Hauptminimum. 1. Maximum.

2. Minimum. 2. Maximum.

hellen zwischen dem 2. Maximum und dem Hauptminimum sogar zuerst noch weiter fortzuschreiten, so daß der nach der brechbareren Seite des Spektrums gelegene Teil der hellen Linie vor Eintritt des Hauptminimums auffällig breiter ist als der nach Rot gelegene.

B. Das eben beschriebene Aussehen der Linien, welches die meisten Aufnahmen zeigen, ändert sich zu Zeiten sehr wesentlich. Beim Hauptminimum und 1. Maximum liegt die helle Linie nicht einseitig an der Absorptionslinie, sondern sie umschließt die Absorptionslinie ähnlich, wie es soeben beim 2. Minimum (A. 2.) geschildert wurde, doch so, daß die nach Rot gelegene Komponente der hellen Linie erheblich breiter ist. Zur Zeit des 2. Minimums und des darauf folgenden Maximums ist die nach der Seite der kleineren Wellenlängen gelegene Komponente der hellen Linie beträchtlich breiter als die nach Rot gelegene, und es ist auf der Aufnahme vom 13. Oktober 1893 (zwischen 2. Minimum und 2. Maximum) nur einseitig an der Absorptionslinie die helle Linie zu sehen, und zwar nach der Seite der kleineren Wellenlängen verschoben, also gerade entgegengesetzt, wie sich sonst (unter A. 1) die Linien zur Zeit des Hauptminimums verhalten.

Übrigens treten die oben erwähnten Veränderungen nicht nur bei der Linie $H\zeta$ auf, sondern auch bei den andern Linien. So haben auf den Platten vom 13. Oktober mehrere der Absorptionslinien helle Linien nach der Seite der kleineren

Wellenlängen neben sich. Es macht also den Eindruck, als wäre durchweg eine Verschiebung der hellen Linien gegen die dunkeln eingetreten.

Die Beobachtungen zu den Zeiten des eben beschriebenen Zustandes der Doppellinien im Spektrum von β Lyrae sind noch lückenhaft, doch unterliegt es wohl keinem Zweifel, daß es gelingen wird, durch weitere Beobachtungen der Ursache dieser anderweit noch nicht bemerkten oder erkannten Veränderungen auf den Grund zu kommen, die eine größere Zeitabschnitte, vielleicht mehrere Monate umfassende Periode vermuten lassen.

C. Nicht nur die helle Linie $H\zeta$, sondern auch die andern stärkern hellen Linien sind in Bezug auf Intensität und Breite einem Wechsel unterworfen, der wohl als reell angesehen werden muß, da er kaum allein auf den Luftzustand oder auf die Expositionsdauer zurückgeführt werden kann. Ob der Wechsel periodisch, oder ob er ganz unregelmäßig ist, hat noch nicht festgestellt werden können: jedenfalls steht er, wie schon oben bemerkt, in keinem direkten Zusammenhange mit der Lichtphase. Daß auch die dunkeln Linien starken Schwankungen in Bezug auf Breite und Intensität ausgesetzt sind, ist bereits erwähnt worden; die Breite ist wesentlich davon abhängig, ob die hellen Linien zu beiden Seiten der Absorptionslinien auftreten oder ob sie nur einseitig liegen; die Expositionsdauer hat hier aber zweifellos einen großen, schwer zu ermittelnden Einfluß."

Es ist von besonderm Interesse, die Größe der relativen Verschiebung der Linien zu bestimmen, da dieselben wohl kaum anders als eine Folge von Bewegungen verschiedener Körper mit ungleichen Spektren, die wegen des geringen Abstandes der Körper superponiert sind, angesehen werden kann. Bis dahin aber war es in Potsdam nicht möglich gewesen, auch absolute Bestimmungen der Lage der Linien mit hinreichender Genauigkeit auszuführen.

Aus der von Vogel gegebenen Zusammenstellung geht hervor, daß der Abstand der Mitten der zusammengehörigen hellen und dunkeln Linien zur Zeit der größten Ausweichung im Durchschnitte der sehr beträchtlichen Bewegung von etwa 40 geogr. Meilen in der Sekunde entsprechen würde. Eingehendere Betrachtungen und Vergleichungen der verschiedenen Linien untereinander haben jedoch gezeigt, daß eine Geschwindigkeitsbestimmung durch einfache Messung des Abstandes der Mitten der hellen und dunkeln Linien nicht zulässig ist, indem zweifellos eine teilweise Überdeckung der dunkeln Linien durch die hellen auch zur Zeit der größten Ausweichung stattfindet.

„Es ist zuweilen beobachtet worden, daß die breite Absorptionslinie $H\gamma$ die helle Linie einschließt, so daß zu beiden Seiten der hellen Linie die Absorptionslinie in sehr ungleicher Breite hervortritt, während die helle Linie $H\zeta$ neben der dunkeln erscheint."

Dieser Fall gewährt die Möglichkeit einer einigermaßen sicheren Abschätzung der Größe der Verschiebung der Linien und der eventuellen Bewegungen, und Vogel führt einige Messungen an, die er an zwei Platten vom 22. Dezember 1893 ausgeführt hat. Dieselben ergeben im Durchschnitt für $H\gamma$ eine Verschiebung, welche der Geschwindigkeit von 20,1 geogr. Meilen entspricht, für die Linie λ 4470 eine solche von 18,9 geogr. Meilen.

Pater W. Sidgreaves vom Stony-Horst-College-Observatorium hat das Spektrum von β Lyrae bereits 1892 photographisch aufgenommen, genauere und zahlreichere Aufnahmen aber 1895 in den Monaten Mai bis Oktober erhalten[1]). Er findet, durch eine Zusammenstellung der Wellenlängen für jeden Tag des Lichtwechsels, daß die dunkeln Linien völlig unverändert in ihrer Lage bleiben, während die hellen beträchtliche Änderungen zeigen, die völlig dem Wechsel der Lichtkurve folgen. Nach Sidgreaves bleibt die Position dieser Linien während 4^d nach dem Hauptminimum unverändert, an den beiden nächsten Tagen läßt sich eine leichte Änderung der Lage vermuten, die am 7. Tage deutlicher wird. Die hellen Linien erscheinen gegen das violette Ende des Spektrums verschoben und sind kurz vor

[1]) Monthly Notices, Vol. 57, Nr. 7.

dem 2. Lichtminimum in ihrer mittleren Position. Am 8. und 9. Tage werden die Wellenlängen der Linien kürzer und erreichen ihren kleinsten Wert am 10. Tage zur Zeit des zweiten Lichtmaximums. Die Absorptionslinie bei λ 4710 erscheint deutlich zur Zeit des Hauptminimums, wird etwa 8^h vorher allmählich sichtbar und verschwindet am 2. Tage nach demselben; vielleicht ist sie an allen andern Tagen von der hellen Linie überdeckt. Letztere ist nahe dem Hauptminimum sehr schwach und im Augenblick desselben völlig verschwunden, am stärksten dagegen kurz nach dem 2. Minimum. Die Liniengruppe bei λ 4340 zeigt sowohl die helle als dunkle Komponente von $H\gamma$ sehr stark in der Zeit zwischen dem Hauptminimum und dem 1. Maximum, die Absorptionslinie ist schwächer während der zweiten Hälfte des Lichtwechsels und sehr schwach zur Zeit beider Minima. Die helle Linie ist zur Zeit beider Minima fast verschwunden, nimmt dann aber rasch an Helligkeit zu, im Gegensatz zu $H\beta$.

Belopolsky hat das Spektrum von β Lyrae 1892 im September und Oktober mit dem Spektrographen an 17 Tagen aufgenommen[1]) und hauptsächlich die Region zwischen $H\beta$ und D_3 untersucht. Auch er fand, daß die D_3-Linie von Zeit zu Zeit verschwindet, außerdem wird sie doppelt. Es schien dem Beobachter, daß sich eine dunkle Linie in der Nähe von F periodisch hin und her bewege und das Aussehen einer hellen beeinflusse.

G. W. Myers hat kurz darauf in seinen Untersuchungen über den Lichtwechsel von β Lyrae[2]) sowohl die photometrischen als die spektroskopischen Beobachtungen über diesen Stern vom Gesichtspunkte der Trabantentheorie aus untersucht und kommt zu dem Ergebnisse, daß sie sich innerhalb befriedigender Grenzen durch diese erklären lassen. Die beiden Körper des Systems können hiernach als abgeplattete Ellipsoide betrachtet werden, ihre Bahnen sind nahe kreisförmig und deren Ebenen fast genau gegen die Sonne gerichtet. Die Helligkeit des größern Körpers ist 0,4 von derjenigen des kleinern. Die Entfernung der Mittelpunkte ist ungemein gering, näherungsweise $1^7/_8$ der größten Halbaxe des größten Ellipsoids. Aus den Hauptepochen für 1890, wie sie von Lindemann angegeben sind[3]), ergiebt sich, daß die Excentricität seit 1855 zugenommen haben muß, womit die spektroskopischen Beobachtungen von Belopolsky in Übereinstimmung sind. Die Bewegung des Schwerpunktes des Systems in Bezug auf die Sonne ist sehr klein. Die größere Halbaxe der Bahn des Begleiters beträgt etwas mehr als 50 Millionen Kilometer. Die Masse des größern Körpers ist 21 mal, die des kleinern 9,5 mal größer als die Sonnenmasse. Die Dichtigkeiten der beiden Körper sind einander fast gleich. Die mittlere Dichtigkeit des Systems ist sehr gering.

Diese Ergebnisse sind durch spätere Untersuchungen im großen und ganzen bestätigt worden.

Fortgesetzte Untersuchungen 1897 haben Belopolsky zu einer genauen Kenntnis der Veränderungen der Linien geführt[4]). Die dunkle (Magnesium-) Linie $\lambda = 4482$ ändert den Spektrogrammen gemäß ihr Aussehen nur äußerst wenig, während $H\gamma$ und F großen Veränderungen unterliegen. Die Messungen der Verschiebungen wurden deshalb lediglich an der Linie λ 4482 ausgeführt. Sie ergaben im Vergleich mit dem Helligkeitswechsel, daß nach dem Hauptminimum eine Annäherung mit zunehmender Geschwindigkeit gegen die Erde stattfindet bis zum 1. Maximum, dann nimmt die Geschwindigkeit ab und ist im 2. Lichtminimum gleich Null, worauf sie bis zum 2. Maximum wieder wächst, aber in der von der Erde abgewandten Richtung, und im Hauptminimum endlich auf Null sinkt. Diese Änderungen der Geschwindigkeit gleichzeitig mit denjenigen der Helligkeit finden nach Belopolsky eine Erklärung in der Annahme, daß β ein überaus enger, im Fernrohre nicht mehr zu trennender Doppelstern ist und beide Komponenten desselben sich für den Anblick von der Erde aus periodisch verdecken. Tritt der hellere Stern hinter den lichtschwächern, so zeigt sich β im kleinsten Lichte (Hauptminimum); steht der hellere

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3129. — [2]) Inaugural-Dissertation, München 1896. — [3]) Mélanges math. et astr., St. Pétersb. 1894, Tom. 7, p. 1, 3. — [4]) Astrophys. Journal, Vol. 6, Nr. 4.

Begleiter neben dem andern, so tritt das 1. Lichtmaximum ein; steht er vor dem Begleiter, so sehen wir das 2. Lichtminimum; stehen beide Sterne darauf wieder nebeneinander, so haben wir das zweite Lichtmaximum. Dann tritt der hellere Stern wieder allmählich hinter den schwächeren, wodurch die Helligkeitsabnahme bis zum Hauptminimum erfolgt, worauf der ganze Turnus des Lichtwechsels von neuem beginnt. Auf dem Wege der Rechnung findet Belopolsky, daß die Eigenbewegung des Systems β in der Gesichtslinie zur Sonne hin $-4{,}18$ km, das Maximum der Geschwindigkeit in der Richtung auf die Sonne zu $-182{,}5$, in der Richtung von der Sonne ab $+179{,}6$ km beträgt. Ferner findet er für den Halbmesser der kreisförmig angenommenen Bahn 4,3 und als Abstand beider Sterne 6,4 Millionen geogr. Meilen, endlich für die Massen 18 und 9 Sonnenmassen.

Die Spektrallinie F erscheint im Spektrum von β hell, und Belopolsky hat gezeigt, daß sie ähnliche Veränderungen während des Lichtwechsels zeigt, wie die dunkle Linie λ 4482. Allein während bei dieser nach dem Hauptminimum die Geschwindigkeiten negativ sind, d. h. der Stern sich in der Richtung auf uns zu bewegt, sind dieselben gleichzeitig bei der Linie F positiv, d. h. der Stern entfernt sich von uns. Daraus folgt, daß die dunkle Linie λ 4482 dem Spektrum des einen und die helle Linie F dem Spektrum des andern Sterns angehört. Ferner findet sich, daß beim Hauptminimum der Stern mit der dunkeln Linie verdeckt wird, beim 2. Minimum dagegen der Stern mit der hellen Linie, letzterer ist also der weniger helle von den beiden Sternen, welche das System β bilden.

Im einzelnen stimmen die spektroskopischen Untersuchungen von β Lyrae bis jetzt keineswegs so sehr überein, um den Zusammenhang der Linienverschiebungen mit dem Helligkeitswechsel völlig klar zu stellen, indessen lassen sie sich doch, wie kürzlich auch Tikhoff gezeigt hat[1]), mit der Annahme einer periodischen Verdeckung (oder Verfinsterung) zweier im Fernrohr nicht mehr trennbarer Sterne vereinigen.

δ Cephei. Nach den Untersuchungen Belopolskys[2]) beschreibt dieser Stern mit seinem unsichtbaren Begleiter um den gemeinsamen Schwerpunkt eine geschlossene Bahn mit einer Geschwindigkeit von $2^3/_4$ geogr. Meilen in der Sekunde, während das ganze System sich der Erde mit einer Schnelligkeit von 2 bis 5 Meilen pro Sekunde nähert.

η Aquilae. Belopolsky hat (1895) gleichzeitig mit dem spektrographischen Nachweise der veränderlichen Geschwindigkeit dieses Sterns in der Gesichtslinie zur Erde, auch gezeigt[3]), daß die Periode derselben mit derjenigen des Lichtwechsels zusammenfällt. Umfassendere Untersuchungen stellten 1898 Campbell und Wright an[4]). Letzterer fand aus der Diskussion von 27 Spektrogrammen, daß der Stern innerhalb der Periode seines Lichtwechsels mit einem unsichtbaren Begleiter um den gemeinsamen Schwerpunkt beider eine Ellipse beschreibt, deren halbe große Axe mindestens 1 545 000 km und deren Excentricität 0,489 beträgt. Die Geschwindigkeit des ganzen Systems in der Gesichtslinie zur Erde ist $-14{,}16$ km, die beobachteten Geschwindigkeitsextreme sind $-30{,}6$ und $+11{,}4$ km in der Sekunde. Das Periastrum liegt $68{,}91^\circ$ vom Knoten und der Stern erreicht es $6{,}210^d$ nach dem Hauptmaximum. $3{,}2^d$ und $6{,}4^h$ nach dem letzteren steht η in demjenigen Teile

---

[1]) Mem. della Soc. degli Spectroscop. Ital. 1898, p. 41. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3242, 3257. — [3]) Astrophys. Journal, 1897, Vol. 6, p. 373. — [4]) A. a. O. 1899, Vol. 9, p. 59.

seiner Bahn, in welchem seine Geschwindigkeit gegen die Erde hin gleich Null ist. Die Zeitpunkte, in denen die beiden Sterne des Systems einander für den Anblick von der Erde decken würden, treten $3{,}7^d$ und $6{,}3^d$ nach dem Hauptmaximum ein. Würden die Helligkeitsschwankungen von η durch gegenseitige Verdeckung der beiden Sterne hervorgerufen, so müßten alsdann Lichtminima eintreten, während das Minimum $4{,}9^d$ nach dem Maximum und eine sekundäre Schwächung des Lichts etwa $1{,}7^d$ nach dem Maximum erfolgt. Der Lichtwechsel von η Aquilae wird also durch besondere Umstände veranlaßt oder beeinflußt, die sich zur Zeit noch nicht deuten lassen und worauf auch die von Schwarzschild wahrgenommenen Anomalien in der aktinischen Strahlung des Sterns hinzudeuten scheinen.

α^1 Geminorum. Belopolsky[1]) berechnet die halbe große Axe der Bahn zu 2,946000 km und die Excentricität derselben zu 0,21. Es ist ferner eine sehr rasche Bewegung der Apsidenlinie wahrscheinlich, deren Periode 4 Jahre 40 Tage beträgt[2]).

ξ Geminorum. Die veränderliche Geschwindigkeit dieses Sterns in der Gesichtslinie zur Erde ist durch die spektrographischen Aufnahmen von Belopolsky[3]) und Campbell nachgewiesen worden. Vergleicht man aber die von ersterem gefundenen Geschwindigkeiten mit der Argelanderschen Lichtkurve von ξ, so scheint es, daß die größten Geschwindigkeiten vor dem Lichtminimum, die kleinsten etwa 1^d vor dem Lichtmaximum eintreten, so daß also der Lichtwechsel nicht unmittelbar durch die periodische Verdeckung eines hellen von einem dunkeln Körper erklärt werden kann. Belopolsky ist der Ansicht, daß bei diesem Sterne wie bei η Aquilae und δ Cephei die Epochen der Nullgeschwindigkeit unzweifelhaft gegen die Epochen des Lichtminimums verspätet auftreten.

η Pegasi. Die lange Umlaufszeit, welche durch Campbells Beobachtungen 1898 bestätigt wurde[4]), läßt die Vermutung aufkommen, daß der Begleiter sich in ziemlich großem Abstande vom Hauptstern befindet. Demnach würde dieses System gewissermaßen einen Übergang zu den am Fernrohr trennbaren Doppelsternen bilden.

o Leonis. Die Geschwindigkeiten variieren zwischen $+82$ und -30 km in der Sekunde und es ist wahrscheinlich, daß das Spektrum aus zwei übereinander gelagerten Spektren besteht.

χ Draconis. Seit Juli 1898 sind 28 Spektrogramme dieses Sterns mittels des Millsschen Spektrographen auf der Lick-Sternwarte erhalten worden. Dieselben erstrecken sich über mehr als eine Periode der Geschwindigkeitsänderungen, und W. H. Wright hat sie benutzt, um daraus die Bahn des Sterns zu berechnen[5]). Die Platten umfassen den Zeitraum von 1898 Juli 25,8 bis 1899 Oktober 16,7. Die größte beobachtete Geschwindigkeit

---

[1]) Astrophys. Journal, Vol. 5, Nr. 1, p. 1. — [2]) Mem. della Soc. Sp. Ital. 1899, Vol. 28. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3565. — [4]) Publ. astr. Soc. of Pacific 1899, Vol. 9, p. 68. — [5]) Astrophys. Journal, Vol. 9, p. 131.

des Sterns beträgt + 47,2 km, die kleinste + 10,6. Als definitive Elemente der Bahn des Sterns fanden sich folgende:

Geschwindigkeit des ganzen Systems in der Gesichtslinie zur Erde + 32,28 km ± 00,9 km.
Halbe große Axe der Bahn 62 020 000 km ± 410 000 km.
Excentricität 0423 ± 0,006.
Position des Periastrums 119,0° ± 1,1°.
Umlaufszeit 281,8 Tage ± 8,7^{d}.
Durchgang durch das Periastrum = 1899 Juli 28,3 ± 0,5.

Das Spektrum von χ Draconis ist für genaue Messungen sehr geeignet; es gleicht demjenigen von Procyon. Die Linie $H\gamma$ ist wohl definiert und die metallischen Linien sind äußerst scharf und gut getrennt.

ϑ Ursae. Die Geschwindigkeiten variieren nur zwischen + 0,25 und + 2,94 geogr. Meilen, da es sich aber um einen Stern des II. Spektraltypus handelt, dessen Spektra scharf gemessen werden können, so hält Belopolsky die Differenzen für reell[1]).

α Ursae minoris. Die Aufnahmen im August 1899 erwiesen, daß die Geschwindigkeit in der Richtung zur Erde zwischen — 8,6 und + 14,6 km während einer Periode von 3^{d} 23^{h} wechselt. Dieses Ergebnis ist durch Aufnahmen auf der Yerkes-Sternwarte völlig bestätigt worden[2]).

Campbell vermutet ferner auf Grund seiner spektroskopischen Aufnahmen in der zweiten Hälfte des Jahres 1896, daß der Polarstern und sein nächster Begleiter der Einwirkung noch eines andern Begleiters unterliegen, so daß es sich also mindestens um ein dreifaches System handle.

β Capricorni. Die Geschwindigkeit wechselt zwischen — 5 und — 44,6 km.

v Sagittarii. Die Geschwindigkeitsänderungen liegen zwischen + 10 und — 31 km.

Die bis jetzt bekannten Sterne der Klasse c) sind:

Stern	Entdecker und Zeit der Entdeckung	Periodendauer
ζ Ursae majoris	Edw. Pickering 1889	104 (oder 52) Tage
β Aurigae	Miß Maury 1889	3^{d} 23^{h} 36,7^{m}
μ^{1} Scorpii	S. Bailey 1896.	1^{d} 10^{h} 42,5^{m}
A. G. C. 10534 (in Puppis) . .	Edw. Pickering 1896	3^{d} 2^{h} 46^{m}
β Lupi	Mrs. Fleming 1897	unbekannt
α Aurigae	Campbell 1899	3½ Monate

Bei μ^{1} Scorpii erfolgen die Änderungen in der Verdoppelung der Linien so schnell, daß sie schon auf successiven Platten nach je 1^{h} Exposition erkennbar sind[3]). Die relativen Geschwindigkeiten der Komponenten erreichen den hohen Betrag von 460 km in der Sekunde.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3549. — [2]) Astrophys. Journal, Vol. 10, p. 177, 241. — [3]) Harv. Coll. Obs. Circular, Nr. 11.

Bei dem Stern in Puppis (A. G. C. 10534, α 7^h $55{,}3^m$, δ $-$ 48^0 $58'$, für 1900) sind die Linien während 37^h doppelt [1]). Die relativen Geschwindigkeiten der Komponenten von β Lupi erreichen den außerordentlichen Betrag von 460 und 610 km in der Sekunde [2]).

α Aurigae. Das Spektrum besteht aus zwei übereinander gelagerten. Die Komponente, deren Spektrum dem der Sonne ähnelt, zeigt relative Geschwindigkeiten zwischen $+3$ und $+56$ km.

Die Aufnahmen von H. F. Newall [3]) bestätigen diejenigen Campbells. Jener findet, daß das Spektrum der zweiten Komponente Ähnlichkeit mit dem Procyonspektrum besitzt und daß die beiden Komponenten von α Aurigae an Masse und Helligkeit ziemlich gleich sind. —

Die Fortschritte der beobachtenden und messenden Astronomie haben im Laufe des beendigten Jahrhunderts unsere Vorstellungen vom Wesen der mehrfachen Sterne wunderbar erweitert. Herschels Untersuchungen hatten zuerst Fixsterne kennen gelehrt, die bei relativ großen Distanzen sich in Perioden von vielen Jahrzehnten oder Jahrhunderten zu zwei um den gemeinsamen Schwerpunkt bewegen; die beiden Struve zeigten einige Beispiele, in welchen der Hauptstern oder auch der Begleiter seinerseits ein Doppelstern ist, und Burnham wies nach, daß solche Fälle häufig vorkommen, wobei die Umlaufszeiten an Dauer der des Jupiter vergleichbar sind. Daneben fanden sich Binarsysteme, in welchen nur ein Stern für uns leuchtend erscheint. Endlich ermöglichte das Spektroskop in seiner Verbindung mit der photographischen Platte den Nachweis von Doppelsternsystemen, in denen ein heller und ein dunkler oder auch zwei selbstleuchtende Sterne sich in einigen Monaten, ja in wenigen Tagen umeinander bewegen und einander so nahe stehen, daß sie sich nicht mehr streng nach den Keplerschen Gesetzen bewegen können, daß sie wahrscheinlich erhebliche Abweichungen von der Kugelform zeigen und ihre Atmosphären infolge der Gravitationsunterschiede die gewaltigsten Deformationen erleiden müssen. Anderseits wird durch die mehrere Jahre umfassende Umlaufszeit eines spektroskopischen Doppelsterns die Kluft zwischen diesen und den optischen Doppelsternen bereits überbrückt. Nimmt man hinzu, daß nach den Untersuchungen auf der Lick-Sternwarte die Anzahl der spektroskopischen Binarsysteme verhältnismäßig reichlich ebenso groß sein mag als diejenige der am Fernrohr sichtbaren Doppelsterne, so hat sich hiermit eine Fülle von Thatsachen offenbart, die auch ein hervorragendes kosmologisches Interesse besitzen. Endlich haben diese Untersuchungen zu Werten für die Massen mehrerer Fixsterne geführt, welche beweisen, daß unter diesen die Sonne als ein keineswegs bedeutender Weltkörper erscheint, und anderseits ist zweifellos festgestellt, daß Masse und gegenwärtige Leuchtkraft der Sterne in keiner unmittelbaren Abhängigkeit voneinander sind.

---

[1]) Harv. Coll. Obs. Circular, Nr. 14. — [2]) Ibid., Nr. 21. — [3]) Observatory 1900, p. 92.

Die Sternhaufen.

Der Übergang von den Doppel- und mehrfachen Sternen zu den eigentlich sogenannten Sternhaufen oder Sternschwärmen ist ein plötzlicher, ohne vermittelnde Glieder, wenigstens nach dem gegenwärtigen Zustande der Wissenschaft. Es ist gar keinem Zweifel unterworfen, daß die Sternschwärme ihrer Natur nach eine wesentlich andere Stellung im Universum einnehmen als die mehrfachen Sterne; soviel wir wissen, giebt es keine Brücke, die von der einen zu der andern Klasse dieser himmlischen Körper hinüber leitet. Gründe der Analogie und philosophische Schlüsse führten schon früh dazu, diese merkwürdigen, in mächtigen Teleskopen nicht selten den prachtvollsten Anblick darbietenden Gebilde unserm Fixsternsysteme als ebenbürtig an die Seite zu stellen; aber in einem Werke, welches den Zustand unseres empirischen Wissens darstellen soll, darf bei solchen Hypothesen nur vorübergehend verweilt werden.

Sternhaufen als solche haben die Alten nicht gekannt. Im 3. Jahrhundert vor unserer Zeitrechnung erwähnt Aratus die sogenannte Krippe (Praesepe) im Krebs als nebliges Gebilde und auch Ptolemäus gedenkt mehrerer nebliger Vereinigungen (συστροφή). Die Plejaden waren als Ansammlung von Sternen den Griechen wohlbekannt als das „Schiffahrts-Gestirn", im Volke auch die Weintraube genannt, ebenso kannten die griechischen Astronomen den großen Sternhaufen im Perseus; aber bis zur Erfindung des Fernrohrs dachte niemand daran, den Anhäufungen von Sternen an einzelnen Stellen des Himmelsgewölbes systematisch nachzuforschen, während es doch nach Houzeaus Untersuchungen[1]) 12 oder 13 hierhin zählende Objekte giebt, die dem bloßen Auge an beiden Himmelshemisphären sichtbar sind. Die Bezeichnung Sternhaufen (Amas stellaire) wurde den ein abgeschlossenes Ganzes bildenden Gruppen zuerst von La Caille beigelegt[2]), und Messier unterschied sie zuerst scharf von den eigentlichen Nebelflecken[3]). W. Herschel bediente sich für diese Sternhaufen der Bezeichnung Cluster, und diese ist in England klassisch geworden. Ansichten über die Beschaffenheit und Weltstellung der Sternhaufen finden sich erst bei W. Herschel, doch hat er dieselben im Laufe vieljähriger Beschäftigung mit dem Gegenstande und unter Benutzung mächtigerer Instrumente mehrfach wesentlich geändert. Denn da sehr entfernte Sternhaufen bei ungenügender optischer Kraft des Teleskops sich als Nebelflecke darstellen, so giebt es unmittelbar kein Kriterium, um in allen Fällen beide Klassen von Objekten sicher voneinander trennen zu können. Erst die Spektralanalyse hat Mittel geboten, durch das Aussehen des Spektrums eine solche Unterscheidung vorzunehmen. Über die Distanzen einer Anzahl Sternhaufen und deren Stellung im Raume hat sich W. Herschel in seiner letzten, am 11. Januar 1818 der Kgl. Gesellschaft zu London vorgelegten Abhandlung eingehend verbreitet[4]). Indessen sind die Principien,

[1]) Ann. de l'observat. de Bruxelles 1878, Nr. 5, t. 1, p. 22. — [2]) Mém. Acad. Sc., Paris 1755, p. 195. — [3]) Ibid., 1771, p. 457. — [4]) Herschel, Über den Bau des Himmels. Deutsch, 2. Ausgabe, Leipzig 1850, S. 338.

von denen er ausging, nicht zweifellos richtig, und auch heute läßt sich bezüglich der Entfernungen der Sternhaufen nur behaupten, daß sie mindestens von gleicher Ordnung sein müssen als die der einfachen und mehrfachen Sterne.

Über die Bildungsweise der Sternhaufen hat sich Herschel (1814) ebenfalls verbreitet[1]). Nach ihm zeigt sich das Bestreben der Sterne, Haufen zu bilden, am deutlichsten in äußerst sternreichen Gegenden, aber dort sind sie meist von unregelmäßiger Gestalt und Ansammlung. „Die Sternhaufen", fährt der große Beobachter fort, „welche sich in und nahe der Milchstraße befinden, kann man ansehen als ebenso viele Stücke einer großen Masse, überwältigt und gegeneinander gezogen von der haufenbildenden Kraft, deren Dasein sie eben beweisen." Diese und die im weitern Verlaufe seiner Abhandlung von Herschel entwickelten Anschauungen, welche stets die Entstehungsgeschichte jener Gebilde illustrieren sollen, sind im allgemeinen von nur untergeordneter Bedeutung. Ungleich größern Wert besitzt die detaillirtere Untersuchung, die trigonometrische Aufnahme der ausgezeichnetern Sternhaufen, welche man dem Fleiße und Talente neuerer Beobachter verdankt. Die allgemeinen Zeichnungen, besonders gedrängter Sternhaufen, bieten dem denkenden Geiste ein hohes Interesse dar, speciell wissenschaftlichen Wert aber haben sie nicht.

Schon 1836 und 1837 faßte Lamont die Untersuchung der Sternhaufen (und Nebelflecke) von der richtigen Seite auf, indem er versuchte, dieselben genauer und mehr in das Detail eingehend zu bestimmen und aufzuzeichnen. Dieser Arbeit verdankt die Wissenschaft u. a. die trigonometrische Aufnahme des großen Sternhaufens im Perseus[2]). Der Sternhaufen im Sobieskischen Schilde[3]) ist ebenfalls von Lamont genau vermessen worden[4]). Die Zeichnung dieses Astronomen stellt, in einer Ausdehnung von etwa 4 Minuten im Quadrate, 128 Sterne dar. Leider hat Lamont die Arbeit später wieder aufgegeben „Der Erfolg", sagt er, „war wenig bedeutend, denn die Arbeit ist ungemein weitläufig und schwierig und würde, wenn Ersprießliches geleistet werden soll, auf einen langen Zeitraum die ganze Thätigkeit einer Sternwarte in Anspruch nehmen. Bei Vermessung eines Sternhaufens gehört schon länger fortgesetzte Beobachtung dazu, um sich nur in dieser zahllosen Menge von kleinen Lichtpünktchen gehörig zu orientieren; die Messung der Winkel erfordert auch vielen Zeitaufwand. Was die ganz dichten Sternhaufen betrifft, so fand ich es absolut unmöglich, bestimmte Anhaltspunkte zu merken und wiederzuerkennen" [5]).

Von anderer Seite sind dagegen diese Arbeiten mutvoll fortgeführt worden. Die Partie χ des Haufens im Perseus welche Lamont vermessen, ist auch von Vogel aufgenommen worden und O. Pihl hat diese Arbeit 1862 bis 1866 wiederholt[6]). Die andere Hälfte λ Persei hat Prof. Krüger 1860 bis 1862 am Bonner Heliometer genau vermessen und die Positionen von 43 Sternen derselben bestimmt[7]).

---

[1]) A. a. O., S. 269. — [2]) N. G. K. 869,884. — [3]) N. G. K. 6705. — [4]) Ann. der Kgl. Sternwarte bei München, Bd. 11. — [5]) Lamont, Astronomie, S. 135. — [6]) Microm. Exam. of Stellar Cluster in Perseus. Christiania 1869. — [7]) Abh. der finnischen Societät d. Wissensch., 1866.

Der Sternhaufen im Schilde (N. G. K. 6705) wurde 30 Jahre nach Lamont von Helmert wieder mappiert und dadurch 200 Sterne nach ihren Positionen bestimmt[1]). Der Haufen G. K. 4976 ist von H. Schultz in Upsala vermessen worden[2]). Es wurden die Örter von 26 Sternen auf den hellsten Stern (6,7. Größe) bezogen; die schwächsten Sterne sind 11. bis 12. Größe. Ebenso hat Schultz[3]) den Sternhaufen G. K. 4559, dessen Hauptstern 20 Vulpeculae ist, vermessen und die Positionen von 104 Sternen desselben bestimmt.

Den Sternhaufen in der Schlange (N. G. K. 6633) hat A. A. Ryland vermessen[4]). Er bestimmte mikrometrisch die Lage von 28 Sternen und vermaß außerdem 4 photographische Aufnahmen desselben von Prof. Scheiner und den Gebrüdern Henry.

Den Sternhaufen im Einhorn (N. G. K. 2264) vermaß 1879 bis 1882 Dr. Peter am 8zölligen Refraktor zu Leipzig und Dr. R. Hahn hat den benachbarten Haufen *h* 762, der eine Fortsetzung desselben bildet, 1888 bis 1889 an dem gleichen Instrumente aufgenommen[5]).

Der Sternhaufen im Fuhrmann (N. G. K. 1912) wurde von B. Mathießen aufgenommen[6]). Dieser Haufen besitzt eine beträchtliche Zahl von Sternen, aber infolge ihrer Gedrängtheit konnten nur die Positionen von 35 Sternen bestimmt werden.

Diese Aufnahmen, soweit sie Vergleiche mit früheren gestatten, zeigen keine Spur von Eigenbewegungen der Sterne innerhalb ihres Systems.

Die hauptsächlichsten Sterne der Plejadengruppe hat Bessel 1838 bis 1841 aufs genaueste vermessen, und die späteren Messungen von C. Wolf 1874 hat Pritchard zum Vergleich mit seinen eigenen Mikrometermessungen an 40 Sternen dieser Gruppe in den Jahren 1878 bis 1880, benutzt, um die eigenen Bewegungen derselben innerhalb der Gruppe zu untersuchen[7]). Es fanden sich zwar Andeutungen solcher Bewegungen, die auf eine physische Verbindung dieser Sterne untereinander hinweisen, aber die genauere Bestimmung derselben muß der Zukunft überlassen bleiben. Die umfassenden Untersuchungen von J. A. Gould, welche in der Vergleichung der eigenen photographischen Aufnahmen der Plejaden mit Rutherfurds Photographien, den Elkinschen Heliometermessungen der Plejadensterne[8]) und Besselś Werten bestehen, haben ebenfalls mit Sicherheit keine relativen Eigenbewegungen der untersuchten 47 Sterne ergeben[9]).

Die beste zeichnerische Darstellung der Plejaden hat W. Tempel zu Marseille an einem 4zölligen Refraktor ausgeführt. Sie zeigt auch den Nebel südlich von Merope. Indessen wurde diese Darstellung an Reichhaltigkeit und Genauigkeit von den photographischen Aufnahmen der Gebrüder Henry in Paris weit übertroffen, und seitdem haben fast alle, welche sich

---

[1]) Publ. d. Hamburger Sternwarte, Nr. 1. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 2588. — [3]) K. Svenska Vetenskaps Acad. Handlingar, Vol. 11, Nr. 3. — [4]) Astr. Nachr., Nr. 3349. — [5]) Abh. d. math.-phys. Klasse d. Kgl. sächs. Ges. d. Wiss., Bd. 17, Nr. 3. — [6]) Veröff. d. Großherzogl. Sternwarte zu Karlsruhe 1892, 4. Heft. — [7]) Monthly Notices, Vol. 44, Nr. 5, p. 237. — [8]) Trans. of the Yale College Observatory, Vol. 1. — [9]) Gould Cordoba Photographs, Lynn, Mass. 1897.

mit Himmelsphotographie beschäftigen, die Kraft ihrer Instrumente an der Plejadengruppe versucht. Die reichhaltigsten Aufnahmen sind diejenigen von Bailey am Bruce-Teleskop zu Arequipa mit 6^h Exposition und von W. Stratanoff am photographischen Refraktor von 33 cm zu Taschkend mit 25^h Exposition. E. Pickering hat die erstere Aufnahme bezüglich der Sternverteilung genau untersucht[1]). Er findet, daß innerhalb der hellen Sterne der Gruppe 1012 Objekte stehen, aber merklich weniger kleine Sterne als außerhalb und führt dieses Fehlen der lichtschwächsten Sterne auf die schwache Nebelhülle zurück, welche die Plejaden umgiebt. Die Gesamtzahl der Sterne auf Stratanoffs Cliché[2]) beträgt 6614, wovon 1681 innerhalb der hellen Sterne der Gruppe; auch er findet, daß in den Plejaden die lichtschwachen Fixsterne merklich weniger zahlreich vorhanden sind als außerhalb. Besonders eine Region von 0,3 Quadratgrad Fläche, südlich von Merope, ist augenfällig arm an Sternen, sie ist die sternärmste der ganzen Aufnahme. Man bemerkt diese Region sehr deutlich auch auf den Aufnahmen von Henry und den Photographien von Wolf. Die größte Sterndichte findet sich zwischen Alkyone und Atlas und an andern Stellen der Plejaden hat sie ihren mittlern Wert. Daraus folgt, daß die Plejaden keineswegs ein reicher Sternhaufen sind. Die Sterndichte wächst in jener Gegend des Himmels in der Richtung gegen die Milchstraße hin, aber keine Spur von Zuwachs zeigt sich in den Plejaden, die höchstens aus ein paar hundert hellen Sternen bestehen.

Eine höchst sorgfältige, nur aus Distanzmessungen bestehende Aufnahme der Präsepe im Krebs hat Prof. Schur 1889 bis 1893 ausgeführt und damit ein Verzeichnis der Örter von 45 Sternen dieser Gruppe geliefert[3]). Schon 1857 bis 1858 waren durch Winnecke Messungen an 45 Sternen der Präsepe angestellt, aber nicht veröffentlicht worden. Prof. Schur hat dieselben berechnet und die Ergebnisse mit seinen eigenen Messungen verglichen. Es fand sich, daß bei sechs Sternen der Gruppe abweichende Eigenbewegungen vorhanden sind, deren Richtung bei fünf in den gleichen Quadranten des Positionswinkels fällt. Bei allen übrigen Sternen sind die Abweichungen so gering, daß sie durch zufällige Beobachtungsfehler hinreichend erklärt werden. Mit diesem Ergebnisse deckt sich das Resultat der Messungen Goulds an den zu Cordoba aufgenommenen Photographien der Präsepe.

Sonach ist als Ergebnis der bisherigen Messungen in Sternhaufen zu betrachten, daß Ortsveränderungen der Komponenten innerhalb einiger Jahrzehnte mit unsern Beobachtungsmitteln nicht nachzuweisen sind. Für die Zukunft bietet auch hier die photographische Aufnahme die Gewähr umfassenderer und sehr genauer Daten zur Prüfung. Schon heute liegen zahlreiche und höchst wichtige photographische Aufnahmen vor und beweisen, welche Erwartungen man für die Zukunft mit Recht hegen darf. Nur einige dieser Arbeiten können hier erwähnt werden aus der reichen Fülle derjenigen, welche zu Potsdam, an der Harvard-Sternwarte, in Cordoba, sowie von Roberts und den Gebrüdern Henry und v. Gothard erhalten wurden. Nach Auf-

---

[1]) Harvard Coll. Obs. Circular, Nr. 17. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3441. — [3]) Astr. Mitth. d. Sternwarte zu Göttingen 1895, Bd. 4.

stellung des großen Crossley-Reflektors von 3 engl. Fuß Spiegeldurchmesser, ist auch auf der Lick-Sternwarte die photographische Aufnahme von Sternhaufen (und Nebelflecken) in Angriff genommen worden und schon sind überaus wichtige Arbeiten auf diesem Gebiete dort ausgeführt worden[1]).

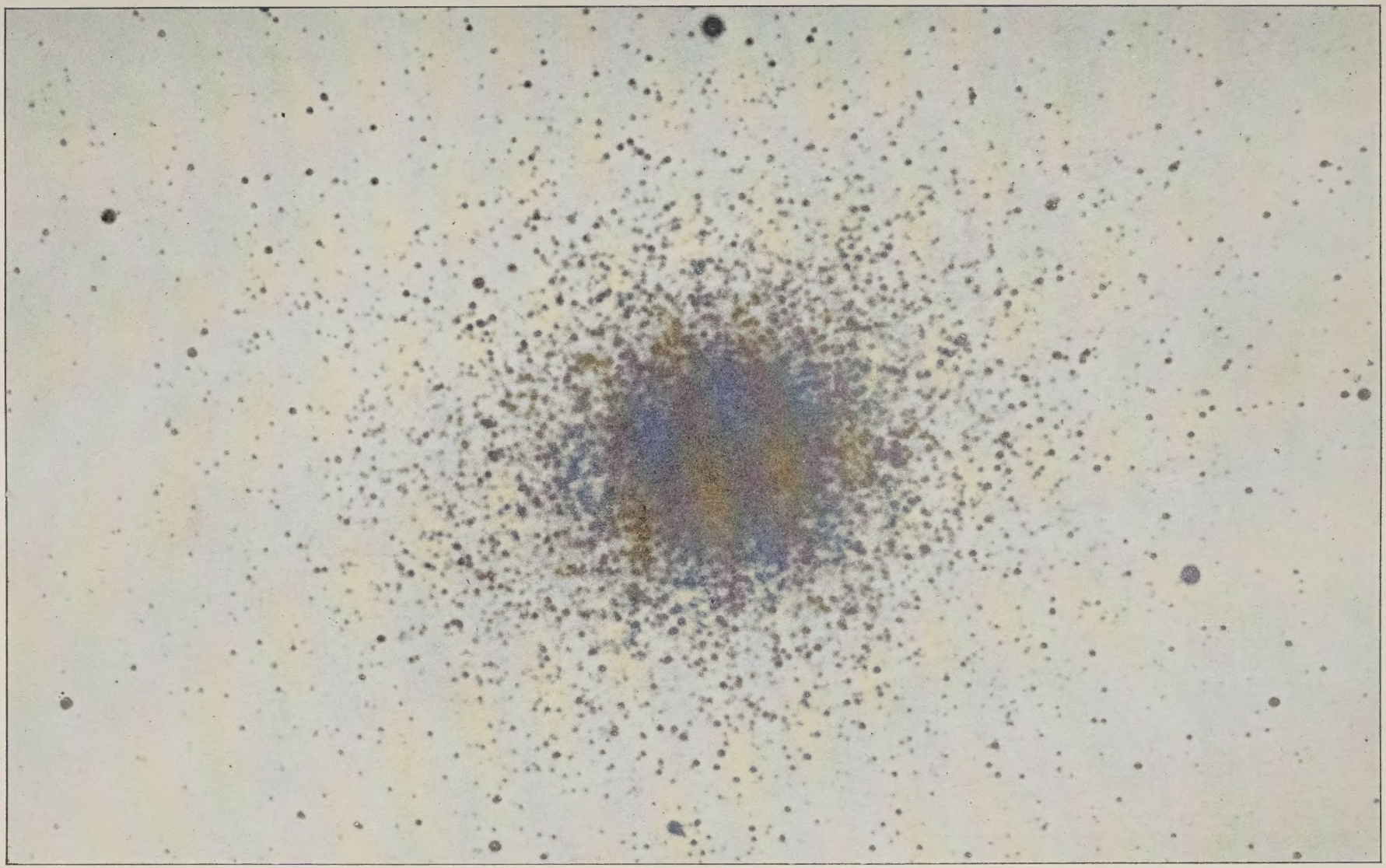
ω im Centauren (N. G. K. 5139, α 13^h $20{,}8^m$, δ $-46^0\,48'$), dem bloßen Auge als nebliger Stern 4,5. Größe erscheinend, ist der großartigste Sternhaufen am ganzen Himmel. Eine photographische Aufnahme desselben bei 3stündiger Exponierung der Platte wurde auf der Arequipa-Station am 1. Juni 1894 ausgeführt und dieser am nächsten Abende eine ebenso lange hinzugefügt, so daß das erhaltene Bild einer 6stündigen Exponierung entspricht[2]). Fig. 83 zeigt den Sternhaufen nach dem Negativ dieser Aufnahme in $4^1/_4$maliger Vergrößerung desselben. Prof. Solon J. Bailey hat[3]) eine Abzählung der Sterne dieses Haufens ausgeführt, indem derselbe in 400 Quadrate (von 90″ Seitenlänge) abgeteilt und die Anzahl der Sterne in jedem derselben genau gezählt wurde. Die Gesamtzahl der Sterne auf einer Fläche von 30′ im Quadrat ergab sich rund zu 6400; auch im Centrum des Haufens konnten auf dem Originalnegativ die einzelnen Sterne noch unterschieden werden.

Die genauen Abzählungen der Sterne auf den Photographien der Sternhaufen ω Centauri, 47 Tucanae und Messier 13 (im Herkules) ergeben nach den Ausführungen von Edw. Pickering[4]), daß in den kugelförmigen Sternhaufen die gegen das Centrum hin zunehmende Dichtigkeit der Sterne reell und nicht scheinbar ist. H. K. Palmer hat[5]) die am Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte erhaltenen höchst vorzüglichen Photographien des Sternhaufens N. G. K. 6205 (im Herkules) auf die Verteilung der Sterne in diesem Haufen untersucht. Auf diesen Photographien erscheint auch das Centrum des Haufens aufgelöst. Die Gesamtzahl der Sterne fand sich zu 5482, von denen 1016 hell ($>$ 13,5. Größe), dagegen 4466 lichtschwach sind, Übergangsgrößen zwischen diesen beiden Klassen kommen nur verhältnismäßig selten vor. Die hellen Sterne drängen sich merkwürdig in der Mitte des Haufens zusammen, während in den mittleren Teilen schwache Sterne etwa 17mal häufiger sind als helle. Die nebligen Stellen im Centrum des Haufens hält Palmer lediglich für optisch, hervorgerufen durch das dichte Zusammenstehen schwacher Fixsterne.

Die photographische Aufnahme des nämlichen Sternhaufens im Herkules am photographischen Refraktor zu Potsdam durch Prof. Scheiner[6]) hat auch diesem Gelegenheit zu einer genauen Untersuchung desselben geboten. Die früheren Zeichnungen des Haufens von J. Herschel und Secchi sind ziemlich wertlos, besser ist die Darstellung Trouvelots, einen wesentlichen Fortschritt zeigt erst die photographische Aufnahme der Gebrüder Henry 1887. Die völlige Auflösung des Haufens auch in den centralen Teilen ist nach Professor

---

[1]) Astrophys. Journal, Vol. 10, p. 193. — [2]) Ann. of the Harvard Coll. Obs., Vol. 26, Part 2. — [3]) Astronomy and Astrophysics, Vol. 12, p. 689. — [4]) Ann. of the Harvard Coll. Obs., Vol. 26, Part 2, p. 220. — [5]) Astrophys. Journ., Vol. 10, p. 246. — [6]) Abh. d. Kgl. Akad. d. Wiss. zu Berlin 1892, Anhang.



Der Sternhaufen ω Centauri, nach der photographischen Aufnahme mit 6stündiger Exposition auf der Arequipa-Station, in $4^1/_2$facher Vergrößerung des Originals.

Scheiner nicht mit allen jetzt vorhandenen photographischen Refraktoren zu erzielen. Auf Rosses Zeichnung finden sich im Innern des Haufens drei völlig sternleere Kanäle, die auf Scheiners Aufnahmen 1891 nicht zu sehen sind, nur bei undeutlicher Betrachtung könnte scheinbar der Eindruck von Kanälen entstehen; dagegen sind die von andern Beobachtern gesehenen Arme, die sich von der Mitte bis 6′ Abstand erstrecken, deutlich zu erkennen. Dieser Anordnung, sowie den Gruppenbildungen im Innern des Haufens legt Scheiner keine besondere Bedeutung bei, sondern hält sie mit Recht für zufällig. Das Innere des Haufens ist vollständig mit Nebel erfüllt, nach dem Rande zu treten kleinere Nebel nur als Begleiter von Sternen oder Sterngruppen auf, es kommen auch Sterne vor, die zweifellos mit mächtigen Nebelatmosphären umgeben sind. „Es scheint mir", sagt Prof. Scheiner, „keine Frage, daß das System Objekte vom einfachen Nebel bis zum völlig ausgebildeten Sterne in sich schließt, und daß dasselbe noch verhältnismäßig sehr dichten Nebel enthält. Dieser Umstand läßt nach zwei Richtungen hin Schlüsse zu, die ich aber nur mit allem Vorbehalte ziehen will, daß nämlich das System sich noch in einem relativ frühen Entwickelungsstadium befindet, und die Sterne desselben thatsächlich näher zusammenstehen, als z. B. in unserm Sternsysteme, weil sich die Atmosphären noch gleichsam berühren. Es ist daher denkbar, in absehbaren Zeiträumen systematische Bewegungen der Sterne zu erkennen." Durch eine Reihe von Schlüssen kommt Scheiner auch zu dem Ergebnisse, daß die Dichtigkeit des Haufens im Innern außerordentlich viel größer ist als nach dem Rande zu, und daß etwa 27 der vermessenen Sterne nur zufällig sich auf dem Haufen projicieren.

Der Sternhaufen im Fuhrmann (N. G. K. 1960) ist auf der v. Kuffnerschen Sternwarte mit verschiedenen Expositionsproben aufgenommen worden. Die Vergleichung der hierauf beruhenden Messungen durch S. Oppenheim mit direkten Bestimmungen von Valentiner in Karlsruhe erwies, daß letztere erhebliche konstante Unterschiede zeigen [1]). Ebenso ergaben Aufnahmen des Haufens 20 Vulpeculae in Helsingfors nach den Untersuchungen von Donner und Backlund merkliche konstante Unterschiede gegen die Messungen von Schulz [2]), während solche beim Vergleich der Platten untereinander nicht bestehen.

Die großen und wichtigen Aufnahmen von Sternhaufen des südlichen Himmels zu Cordoba wurden in den Jahren 1872 bis 1882 ausgeführt [3]) und haben zur Vermessung von 37 Objekten dieser Klasse auf 177 Platten geführt. Auch die Plejaden und Präsepe, obgleich dem nördlichen Himmel angehörig, sind aufgenommen worden. Die Zahl der vermessenen Sterne ist in einigen Haufen außerordentlich groß, so bei dem Sternhaufen im großen Hunde (N. G. K. 2287) 144; bei Δ 297 (Carina) α 9^h 59,0^m, δ — 59° 34′ (für 1875) sind 401 Sterne vermessen worden, bei η Carinae (10^h 37,8^m, δ — 63° 49′) sogar 1497. Die Hauptbedeutung dieser umfassenden Arbeit liegt darin, daß sie der Zukunft Handhaben bietet, um die etwaigen Eigenbewegungen innerhalb dieser Sternhaufen sicher zu ergründen.

[1]) Publ. der v. Kuffnerschen Sternwarte in Wien, Bd. 3, S. 273. — [2]) Bull. de l'Acad. de St. Pétersb. Vol. 5, Ser. 2, Nr. 2. — [3]) Gould Cordoba Photographs. Lynn. Mass. 1897.

Die Vergleichung der Messungen an den photographischen Aufnahmen von 90 Sternen um θ Orionis durch Gould mit den Angaben von J. Herschel (1834 bis 1837), Liapunow (1847 bis 1851) und Bond (1857 bis 1864) haben nur zur Auffindung einer Anzahl von Fehlern in den Katalogen dieser Beobachter geführt. Auch für die Sternhaufen N. G. K. 2287, η Carinae, k Crucis, Messier 6, 7 und 24 hat eine Vergleichung mit früheren Beobachtungen zu keinem bestimmten Ergebnisse geführt.

Über die merkwürdige Thatsache, daß in manchen kugelförmigen Sternhaufen relativ überaus zahlreiche veränderliche Sterne stehen, ist bereits oben gehandelt worden[1]).

Die spektroskopische Zusammensetzung einiger Sternhaufen ist von Prof. E. C. Pickering untersucht worden[2]). Indem er 3 Typen unterscheidet, findet er folgende Zusammensetzung:

	Sterntypus			Zahl der Sterne zusammen
	I	II	III	
Plejaden	59	32	—	91
Präsepe	28	61	1	90
Sterngruppe in Argo	55	9	—	64
N. G. K. Nr. 3525	190	14	—	204
Haar der Berenice	18	97	2	117
N. G. K. Nr. 6405	68	21	2	91
N. G. K. Nr. 6475	269	75	—	344

Die meisten Sterne gehören also dem 1. Typus an, nur der Sternhaufen im Haar der Berenice und die Krippe im Krebs (Präsepe) besteht größtenteils aus Sternen des 2. Spektraltypus.

Der Zukunft bleibt, bezüglich der individuellen Untersuchung einzelner Sternhaufen sowohl, als rücksichtlich ihrer Stellung im Universum, speciell zu den Nebelflecken, noch ein weites Feld offen. Gegenwärtig ist eine scharfe Grenze zwischen Sternhaufen und Nebelflecken bei einer allgemeinen Darstellung des Zustandes unserer Kenntnisse von denselben nicht wohl zu ziehen, obgleich allerdings durch die Spektralanalyse die Existenz wirklicher Nebelmassen in den Himmelsräumen nachgewiesen und damit die Behauptung derjenigen widerlegt ist, welche in den Nebelflecken nur sehr entfernte Sternhaufen erblicken wollten.

Die Nebelflecke.

Unsere Kenntniß der Nebelflecke, dieser seltsamsten und nur in mächtigen Teleskopen wahrnehmbaren Gebilde des Weltenraumes, ist noch sehr jungen Datums. Was die physische Beschaffenheit derselben anbelangt, so hat erst die Spektralanalyse (seit 1864) sichere Aufschlüsse geliefert und bezüglich der

[1]) S. S. 377. — [2]) Ann. Harv. Coll. Obs., Vol. 36, Part II.

wahren Gestalten vieler Nebelflecke haben, wie die photographischen Aufnahmen zeigen, erst mit dem Schlusse des Jahrhunderts richtigere Vorstellungen Platz gegriffen. Abgesehen von den nebeligen Sternen im Almagest des Ptolemäus (sehr grob zerstreuten, schon in den schwächsten Fernrohren auflösbaren Sternhaufen) findet sich die erste Erwähnung wirklicher Nebelflecke um die Mitte des 10. Jahrhunderts bei dem arabischen Astronomen Abd-al-Rhaman Al Sûfi aus dem persischen Irak. Er gedenkt des „weißen Ochsen", tief unter dem Sterne Canopus glänzend, und bezeichnet damit zweifellos jenes wundersam zusammengesetzte Gebilde, das heute den Namen die große Magelhanische Wolke führt[1]); ebenso erwähnt er den Nebel in der Andromeda. Erst Simon Marius entdeckte nach Erfindung des Fernrohrs diesen Nebel wieder am 15. Dezember 1612[2]) und vergleicht sein Licht mit dem hellen Scheine einer Lampe, die durch eine Scheibe von Horn gesehen wird. Er fand es merkwürdig, daß Tycho, der alle Sterne im Gürtel der Andromeda aufgezählt habe, dieses Nebelsterns nicht gedenke und läßt die Frage unentschieden, ob jener Stern vielleicht seitdem neu entstanden sei. Inzwischen fühlte er sich nicht veranlaßt nach weiteren Nebelflecken zu suchen, sonst würde er auch den großen Nebel im Orion, das merkwürdigste Gebilde dieser Art welches in unserer Hemisphäre sichtbar ist, gefunden haben. Die erste Erwähnung dieses großen und überaus unregelmäßigen Nebelflecks findet sich vielleicht bei Johann Baptist Cysat, der als Nachfolger Scheiners eine Zeitlang den Lehrstuhl der Mathematik zu Ingolstadt inne hatte. In seiner Beschreibung des zweiten Kometen von 1618[3]) weist er, um die Auflösung eines Kometenkerns (im Dezember 1618) zu charakterisiren, auf die gleichsam wie auf einer weißen Wolke lagernde Sterngruppe im Schwerte des Orion hin und bezeichnet damit möglicherweise den großen Nebel. Die allgemeine Aufmerksamkeit wandte sich diesem wundersamen Gebilde erst zu, nachdem Huygens dasselbe als eigene Entdeckung beschrieben. „Im Schwerte des Orion", sagt er, „werden von den Astronomen drei Sterne aufgezählt, die sehr nahe aneinander liegen. Als ich nun zufällig im Jahre 1656 den mittlern dieser Sterne durch mein Fernrohr betrachtete, zeigten sich mir statt eines einzelnen Sternes zwölf, was (bei Fernrohren) allerdings nichts Seltenes ist. Von diesen waren drei fast einander berührend und andere vier leuchteten wie durch einen Nebel: so daß der Raum um sie her viel heller erschien als der übrige Himmel. Dieser war gerade sehr heiter und zeigte sich ganz schwarz; es war daher die Erscheinung, als gebe es hier eine Öffnung, eine Unterbrechung. Alles dies sah ich bis auf den heutigen Tag mehrmals und in derselben Gestalt unverändert: also, daß dies Wunderwesen, was es auch sein möge, dort seinen Sitz wahrscheinlich für immer hat. Etwas Ähnliches habe ich bei den übrigen Fixsternen nie gesehen"[4]). Einige (6) Nebelflecke des südlichen Himmels beobachtete zuerst Edmund Halley 1677 bei seinem Aufenthalte auf der Insel Helena[5]). Derhams Verzeichnis enthält außer

[1]) Ideler, Ursprung der Sternnamen 1809, S. 262. — [2]) Marius, Mundus jovialis. Norimb. 1614. — [3]) Cysat, Math. astron. de loco Cometae 1618. Wolf, J. B. Cysat v. Luzern. Bern 1853. — [4]) Hugeni Opera varia. Lugd. Bat. 1724, p. 540. — [5]) Philos. Transact., Vol. 29, p. 390.

den Nebeln Halleys[1]) 13 Nebel, die in Hevels Sternkatalog sich befinden. Fast 20 Jahre später (1750 bis 1752) beobachtete La Caille die Nebelflecke der südlichen Hemisphäre und unterschied zuerst mehrere Klassen derselben. Sein Katalog[2]) enthält 42 Nummern, die ohne Ausnahme schon in schwachen Fernrohren sichtbar und zum großen Teile auch in Sterne auflösbar sind; er umfaßt drei Klassen von je 14 Objekten, nämlich: 1. Sternhaufen und aufgelöste Nebel, 2. Sterne mit Nebel verbunden und 3. Nebel ohne Sterne. Damals war die nördliche Hemisphäre bezüglich ihres Gehalts an Nebelflecken noch so gut wie unbekannt, denn außer den großen Nebeln im Orion und der Andromeda waren nördlich vom Äquator nur wenige Nebel aufgefunden worden, so der Nebel im Schützen durch Abraham Ihle 1665, der Nebel im Herkules durch Halley 1714, der Nebel zwischen dem Kopfe des Pegasus und des Füllen 1746 von Maraldi, der kleine runde Nebel nahe dem in der Andromeda 1749 von Legentil. Später wandte Méchain seine Aufmerksamkeit auch den Nebelflecken zu und beschrieb 19 Gebilde dieser Art; allein erst Messier widmete dem Gegenstande eine größere und gebührendere Thätigkeit[3]). Das Verzeichnis der von ihm mit 3- und $3^1/_2$füßigen Refraktoren beobachteten Nebelflecke und Sternhaufen enthält 103 Objekte. Scheidet man hiervon aus die von La Caille, Méchain und anderen beobachteten, sowie die dem bloßen Auge sichtbaren Gebilde, so bleiben 61 Objekte übrig, deren Auffindung dem Fleiße Messiers zu verdanken ist[4]).

Herschels Beobachtungen der Nebelflecke reichen bis zum Jahre 1779 zurück, wo er die Tiefen des Himmels mittels eines siebenfüßigen Reflektors durchforschte. Im Jahre 1784 legte er der kgl. Gesellschaft zu London seine erste Abhandlung über den Bau des Himmels vor, in welcher er näher auf die Nebelflecke eingeht. Später hat er in drei Verzeichnissen, 1786, 1789 und 1802, 2500 von ihm entdeckte und beobachtete Nebelflecke und Sternhaufen aufgeführt[5]). Die Ortsbestimmungen sind durch Differenzen der Rektascensionen und Deklinationen gegen benachbarte Sterne gegeben und nur so weit genau, um die Auffuchung der Objekte zu ermöglichen. Kurze, beigefügte Beschreibungen geben dazu ein allgemeines Bild von dem Aussehen der Nebel. Die ungemein reiche Mannigfaltigkeit der hierhin gehörigen Gegenstände hat Herschel in 8 Klassen geordnet: 1. glänzende Nebel (288), 2. schwache Nebel (907), 3. sehr schwache Nebel (978), 4. planetarische Nebel (78), 5. sehr große Nebel (52), 6. sehr gedrängte und reiche Sternhaufen (42), 7. ziemlich dicht gedrängte Sternhaufen (67), 8. grob zerstreute Sternhaufen (88).

J. Dunlop gab 1828 ein Verzeichnis von 629 Nebelflecken (und Sternhaufen) des südlichen Himmels[6]), die er an einem 9füßigen Reflektor gesehen, doch sind die meisten derselben in den angegebenen Positionen später nicht wiedergefunden worden.

Von 1825 bis 1833 hat Sir John Herschel die von seinem Vater beobachteten Nebel und Sternhaufen einer neuen Musterung unterworfen, die

---

[1]) Ibid., 1733, p. 71. — [2]) Mém. Acad. Sc. Paris 1755, p. 194. — [3]) Ibid., 1771, p. 435. — [4]) Connoiss. des temps pour 1783 et 1784. — [5]) Philos. Transact., Vol. 76, 79, 92. — [6]) Ibid., Vol. 118, p. 113.

früheren Verzeichnisse erweitert und einen Katalog von 2307 hierhin gehörigen Objekten[1]) veröffentlicht. Im Jahre 1833 versetzte er seine mächtigen Instrumente nach Feldhausen am Kap der guten Hoffnung und vervollständigte durch Untersuchung des südlichen Himmels bis 1838 das bisherige Verzeichnis durch 1708 neue Positionen[2]).

Erst die Verbreitung kraftvoller Refraktoren und der rühmenswerte Eifer einzelner Privatpersonen in Herstellung großer Reflektoren hat das Feld der Nebelflecke auch andern Beobachtern zugänglich gemacht. Lamont benutzte den $10^1/_2$zölligen Refraktor der Sternwarte bei München erfolgreich zur Beobachtung schwacher Nebelflecke und Sternhaufen[3]); dann aber begann für diese Gebilde durch Konstruktion des 6füßigen Rosseschen Riesenteleskops eine neue Ära der Erforschung[4]). Wichtige Beiträge lieferte in den fünfziger Jahren d'Arrest, besonders in Bezug auf genaue Ortsbestimmung hellerer Nebel[5]), dann durch seine Untersuchungen mittels des $10^1/_2$zölligen Refraktors der Sternwarte zu Kopenhagen[6]), welche sich auf 1942 Nebel erstrecken. Nahe um dieselbe Zeit wandte Lassell seine mächtigen Spiegelteleskope auch auf die kosmischen Nebelflecke an und entdeckte über 600 bis dahin unbekannte Objekte dieser Klasse[7]). Mit schwachen optischen Mitteln haben Vogel[8]), Schoenfeld und J. Schmidt sich um die Ortsbestimmung dieser Objekte hohe Verdienste erworben, auch nicht wenige neue Nebel entdeckt. Von andern Beobachtern, die sich durch Entdeckung von meist sehr lichtschwachen Nebelflecken verdient machten, sind zu nennen: Tempel, Chacornac, Stephan und besonders Lewis Swift.

Die Positionsbestimmungen der Nebelflecke sind bei W. Herschel durchschnittlich um 1′ bis 2′ unsicher, bei den Kopenhagener Beobachtungen von d'Arrest ist der wahrscheinliche Fehler in α $0{,}8^s$, in δ 18″, dagegen in den Beobachtungen von 200 Nebeln, welche d'Arrest zur Ermittelung der Eigenbewegung derselben früher in Leipzig angestellt, erscheint dieser Fehler auf 6″ herabgemindert. Größere Genauigkeit haben die Bestimmungen von Nebelpositionen durch Auwers, Schmidt, Vogel und Schoenfeld erhalten; bei letzterm beträgt der wahrscheinliche Fehler einer Position nur 2″ bis 3″, bei Auwers und Vogel ist er noch geringer. Die Positionsbestimmungen von 500 Nebeln durch H. Schultz (1874) in Upsala gehören zu den genauesten und beruhen auf Meridianbeobachtungen[9]).

Eigenbewegungen der Nebel haben sich aus diesen Positionsbestimmungen noch nicht ergeben, dagegen bietet der dreifache Nebel im Schützen (N. G. K. 6514) durch seine in Zeichnungen verschiedener Beobachter festgestellte eigentümliche Lage zu einem dreifachen Sterne ein ziemlich sicheres

---

[1]) Ibid., Vol. 123, p. 353. — [2]) Results of astr. obs. at the Cape of Good Hope. London 1847. — [3]) Über Nebelflecke. München 1837. — [4]) Phil. Transact., Vol. 134, 140, 151. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 997. Abh. d. math.-phys. Klasse d. Kgl. Sächs. Ges. d. Wiss., Bd. 3, S. 293. — [6]) Siderum nebulos. obs. Havnienses. Kopenhagen 1867. — [7]) Mem. of the Royal Astr. Soc., London, Vol. 36. — [8]) Vogel, Beob. von Nebelflecken und Sternhaufen, Leipzig 1867. Astr. Nachr., Nr. 1667. Beob. auf d. Sternwarte zu Leipzig 1876, Bd. 1. — [9]) Nova acta Soc. Sc Upsaliensis, Ser. 3, t. 9, part. 2, p. 1.

Beispiel von Eigenbewegung. Dieser Nebel hat sich nach Holden[1]) so bewegt, daß jene Sterne, welche 1833 zwischen dem Nebel auf dunklem Hintergrunde standen, gegenwärtig vom Nebel umhüllt sind.

Im Jahre 1864 hat Sir John Herschel[2]) einen Generalkatalog der Nebelflecke und Sternhaufen des Himmels veröffentlicht, welcher 5079 Objekte enthält. Dieser Katalog (auf 1860 reduziert) enthält alle damals sicher bekannten Nebel und Sternhaufen. Holden hat in seinem Index-Kataloge aller Werke und Abhandlungen über Nebel und Sternhaufen eine bis 1876 reichende, überaus nützliche Arbeit geliefert[3]). Dreyer hat die Herschelschen Kataloge ergänzt und zuletzt einen neuen General-Katalog (N. G. K.) gegeben, der mit den Nachträgen fast 10000 Objekte enthält[4]). Dr. Bauschinger hat auf Grund dieses Verzeichnisses die Verteilung der Nebel und Sternhaufen an der Himmelssphäre untersucht[5]) und kommt zu folgenden Sätzen:

1. Die schwachen Nebel vermeiden die Milchstraße; die größten Anhäufungen derselben finden in der Nähe der Pole der Milchstraße statt; von diesen Polen aus nimmt die Zahl der Nebel um so mehr ab, je näher man der Milchstraße kommt. Außerdem finden sich hiervon unabhängige Anhäufungen am südlichen Himmel in den Kapwolken und am nördlichen im Sternbilde der Andromeda.

2. Die hellen Nebel zeigen genau dasselbe Verhalten wie die schwachen, womit erwiesen ist, daß nicht die allgemeine Helligkeit der Milchstraße allein der Grund für die charakterisierte Verteilung ist.

3. Die planetarischen Nebel liegen mit ganz wenigen Ausnahmen in und in der Nähe der Milchstraße.

4. Die Sternhaufen liegen, vereinzelte Objekte und die Gegend der beiden Kapwolken ausgenommen, sämtlich in der Milchstraße oder in der Nähe derselben.

Photographische Aufnahmen von Nebelflecken. Eine neue Ära für die Entdeckung und genaue Beobachtung der Nebelflecke begann mit Anwendung der Photographie auf diesem Gebiete. H. Draper gelang es 1880, einen Teil des Orionnebels nach 51^m Exposition zu photographieren, allein erst 1883 März 14. erhielt er nach 137^m Exposition ein brauchbares Bild des ganzen Nebels, wie ihn etwa ein 4zölliger Kometensucher darstellt. In dem nämlichen Jahre hat A. Common mit einem 3füßigen Spiegel bei 37^m Exposition eine Darstellung desselben Nebels erhalten, welche eine Ahnung davon gab, was auf diesem Wege zu erreichen sein würde[6]). Nunmehr folgten nacheinander die photographischen Aufnahmen der Nebelflecke durch Barnard, Gill, v. Gotthard, Gebrüder Henry, Keeler, Lohse, Pickering, Roberts, Russell, Scheiner, Wolf und andere.

---

[1]) Americ. Journ. of Sc. 1876, Vol. 9, p. 34. — [2]) Philos. Transact., Vol. 154, Part 1. — [3]) Smithsonian Miscellaneous Collection 1877, Nr. 311. — [4]) Mem. Royal Astr. Soc. Vol. 49, I, p. 51. — [5]) Vierteljahrsschrift d. astr. Ges. 1889, Bd. 24, S. 45. — [6]) Monthly Notices, Vol. 48, Nr. 5, p. 255.

Die Bedeutung der gewöhnlichen photographischen Doppelobjektive für solche Aufnahmen der Nebelflecke hat zuerst Prof. Edw. Pickering erkannt[1]) und praktisch nachgewiesen. Der Vorzug dieser Objektive beruht auf ihrer kurzen Brennweite, da für die Helligkeit von Flächengebilden das Verhältnis des Objektivdurchmessers zur Brennweite maßgebend ist.

Jetzt enthüllte sich unter den Angriffen dieser Objektive ein Reichtum des Himmels an Nebelgestalten, den niemand erwarten konnte. Die alten Herschelschen und nicht minder die zahlreichen Rosseschen Nebel erwiesen sich in vielen Fällen als unvollkommen gesehene Partien größerer Nebelfelder; man erkannte, daß eine feine Nebeligkeit, die kein Fernrohr dem Auge enthüllt, weite Räume der Himmelssphäre überzieht. Besonders die photographischen Aufnahmen von Prof. M. Wolf in Heidelberg, welche ganze Sternbilder umfassen, zeigen[2]), daß viele isoliert aufgeführte Nebel durch höchst feine Nebelmassen miteinander in Verbindung stehen, so im Cygnus, Cepheus und Cassiopeja. Selbst in dem letztgenannten, an ausgedehnten, strukturreichen Nebeln ärmeren Sternbilde erscheinen große Partien des Himmels, besonders die sternreichsten, auch mit feiner Nebelmaterie erfüllt. In zukünftigen General-Katalogen, sagt Prof. Wolf (1894), wird man für gewisse Gegenden des Himmels immer mehr davon abkommen, von einzelnen selbständigen Nebeln zu sprechen und die Ortsangaben werden sich auf die Verdichtungscentren oder besonders augenfälligen Punkte der Konturen der größeren Nebelmassen beziehen müssen.

Fast alle Nebelflecke, die sich am nördlichen Himmel durch Größe, Gestalt oder Helligkeit auszeichnen, sind gegenwärtig bereits photographisch aufgenommen worden[3]) und sämtliche früheren Handzeichnungen dieser Gebilde so gut wie wertlos. Von besonderer Wichtigkeit ist das von J. Roberts herausgegebene Werk, welches die hauptsächlichsten von ihm erhaltenen Nebelfleck-Photographien in unveränderlichen Reproduktionen wiedergiebt[4]). Für den südlichen Himmel haben die Aufnahmen von Gould, Russell und Gill ein reiches, bis jetzt nur zum Teil allgemeiner zugängliches Material geliefert, neben dem die alten Zeichnungen einzelner südlicher Nebel (und Sternhaufen) von J. Herschel sich äußerst primitiv ausnehmen. Das vergleichende Studium dieser Formen dürfte geeignet sein, an der Hand fernerer Aufnahmen, mit der Zeit Licht auf die mannigfachen Metamorphosen zu werfen, denen die Nebelgebilde kosmologisch unterworfen sind.

Versuche, die Lichtstärke der Nebel photometrisch zu messen, sind von Huggins, Pickering und Holden gemacht worden. Ersterer benutzte[5]) eine künstliche Lichtquelle, die in großer Entfernung aufgestellt war, Pickering das Licht eines zu einer Scheibe erweiterten Sterns[6]) und Holden einen beleuchteten kleinen Schirm[7]), doch sind nennenswerte Resultate auf diesen Wegen nicht erlangt worden.

---

[1]) Ann. Harv. Coll. Obs., Vol. 18, Nr. 6. — [2]) Astr. Nachr., Nr. 3214. — [3]) Scheiner, Photographie der Gestirne, S. 331. — [4]) Roberts, Photographs of Star-Clusters and Nebulae, 2. vls., London 1899. — [5]) Philos. Transact. Royal Soc., London 1866, p. 381. — [6]) Americ. Journ. of Sciences 1867, Vol. 11, p. 482. — [7]) Nature, Vol. 21, p. 346.

Spitaler hat bei seinen Nebelfleck-Beobachtungen (1891 bis 1892, am 27 Zoller der Wiener Sternwarte) die Helligkeit dieser Objekte mit derjenigen kleiner Sterne verglichen[1]) und fand folgende Gleichstellungen der Bezeichnungen der Nebel in Herschels General-Katalog mit Sternhelligkeiten: sehr helle Nebel = Sternen 8. Größe, helle = 9. Gr., ziemlich helle = 10. Gr., mäßig helle = 11. Gr., mäßig schwache = 12. Gr., schwache = 13. Gr., sehr schwache = 14. Gr., äußerst schwache = 15. Gr.

Für viele Nebelflecke der Klasse I und II von Herschel und auch für Sternhaufen hat J. Holetschek die scheinbare Gesamthelligkeit in Größenklassen durch Vergleiche mit benachbarten Fixsternen bestimmt[2]). Obgleich die erhaltenen Zahlen von den Fixsterngrößenklassen im Grunde wesentlich verschieden sind, indem sie nur das Produkt der Flächenhelligkeit und der scheinbaren Größe darstellen, so zeigen sie doch mit jenen die Übereinstimmung, daß jede folgende Klasse der Nebel ungefähr dreimal so viele Objekte enthält als die vorhergehenden. Für die Sternhaufen ist dies nicht so sehr der Fall.

Was die Anzahl der am Himmel sichtbaren Nebel anbelangt, so hielt schon W. Herschel dafür, daß dieselbe beträchtlicher sei, als man gewöhnlich anzunehmen geneigt wäre. In der That ist diese Zahl mit der zunehmenden optischen Kraft der Fernrohre rasch gewachsen, aber die wirklichen Verhältnisse beginnen sich erst seit kurzem, durch Anwendung mächtiger photographischer Fernrohre, zu enthüllen. Die photographischen Aufnahmen von J. Roberts und M. Wolf haben in dieser Beziehung zuerst richtigere Ansichten vorgearbeitet und diese werden durch die Arbeiten mittels des Crossley-Reflektors auf der Lick-Sternwarte noch erweitert[3]). Als dort der Nebel Messier Nr. 51 photographiert worden war, zeigte die Platte noch sieben kleinere, bisher unbekannte Nebelflecke in dessen Nähe, auf einer Fläche des Himmels die kaum 1 Quadratgrad umfaßt. Anfangs wurde diese Häufigkeit für eine ausnahmsweise gehalten, aber weitere Aufnahmen mit dem großen Reflektor zeigten sie als normale, ja bisweilen ist auf gleicher Fläche die Zahl der sichtbar werdenden Nebel noch größer. So zeigt eine vier Stunden hindurch exponierte Platte, die den Nebel H. V 19 in der Andromeda enthält, in dessen Umgebung nicht weniger als 31 neue kleine Nebel, und eine Platte mit dem Nebel H. I 53 im Pegasus brachte außerdem noch 20 andere Nebel in der unmittelbaren Nähe an das Licht. Andere Platten zeigen ähnliche Verhältnisse. Außerdem enthalten diese Platten noch eine große Menge von Objekten, die wahrscheinlich auch Nebelflecke, aber zu klein sind um sicher als solche erkannt werden zu können. Sie zeigen Sternscheibchen, aber diese sind weniger dicht als die wahren Sternscheibchen von gleich großem Durchmesser. Bei Exponierungen von vierstündiger Dauer zeigen die Aufnahmen am Crossley-Reflektor Sterne und Nebel die weit außerhalb des Bereichs der unmittelbaren Sichtbarkeit an irgend einem der mächtigsten Teleskope liegen, obgleich der 36zöllige Lick-Refraktor hunderte

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3167. — [2]) Vierteljahrsschrift d. astr. Ges. 1898, Bd. 33, S. 270. — [3]) Monthly Notices 1899, Vol. 60, 2, p. 128.

wenn nicht tausende Nebelflecke zeigt, die bis dahin niemals gesehen wurden. Unter der sehr mäßigen Annahme, daß auf jedem Quadratgrad des Himmels drei Nebelflecke stehen, beträgt deren Gesamtzahl etwa 120000, wahrscheinlich aber ist sie noch weit größer.

Die Frage nach der Entfernung der Nebelflecke ist zur Zeit nur negativ durch Messungen beantwortet. Wilsing hat den planetarischen Nebel im Schwan N. G. K. 7027 und den Nebel N. G. K. 7662 in der Andromeda 1892 und 1893 photographisch aufgenommen. Die Lage derselben wurde mikrometrisch mit benachbarten Sternen 11. Größe verglichen, aber es zeigte sich keine jährliche Verschiebung entsprechend einer Parallaxe auch nur von 0,1″. Wissen wir sonach nichts Bestimmtes über die Distanzen der Nebelflecke, so ist es doch nicht unwahrscheinlich, daß sie von derselben Ordnung sind wie diejenigen teleskopischer Fixsterne und der Sternhaufen.

Über die physische Beschaffenheit der Nebel hat W. Herschel zuerst bestimmte Ansichten begründet. Das Ergebnis, bei welchem er zuletzt stehen blieb, war die Behauptung, daß es eine wirkliche Nebelmaterie im Weltraume gebe, aus der sich durch eine Reihe von Entwicklungsstadien die Fixsterne bildeten. Diese Ansicht wurde durch die Ergebnisse, welche das große Rossesche Spiegelteleskop bezüglich der Nebel lieferte[1]), später stark erschüttert. Viele Herschelsche Nebelflecke zeigten sich in diesem Instrumente von überaus großer raumdurchdringender Kraft, als gedrängte Sternhaufen, andere boten Spuren von Auflösbarkeit in Sterne, so daß die Analogie zu dem Schlusse führte, in den meisten Nebelmassen von bestimmten Umrissen nichts anderes als sehr entfernte Sternhaufen zu sehen. Das Spektroskop hat das Irrige dieser Schlußfolgerung erwiesen, indem es (zuerst in den Händen von Huggins) bei dem planetarischen Nebel N. G. K. 6543 (im Drachen) ein Spektrum von einigen hellen Linien, dem Wasserstoff angehörig, zeigte und damit die gasförmige Beschaffenheit desselben außer Zweifel stellte. Seitdem ist das Spektroskop eine untrügliche Sonde geblieben, um in den Tiefen des Weltraums die glühenden oder elektrisch leuchtenden Gasnebel von den nebelartig verschwommenen Sternhaufen zu scheiden.

Ausgezeichnete Formen von Nebelflecken. Gegenüber der großen Mannigfaltigkeit der äußern Gestalt welche die Nebelflecke zeigen, können nur einige besonders hervortretende Individuen und die hauptsächlichsten Formen derselben überhaupt hier zur Besprechung kommen. Mehrere Einzelheiten werden in der 4. Abteilung dieses Werkes erwähnt.

Der Nebel um η Argus, N. G. K. 3372 (α 10^h 41^m, δ $-$ 59^0 9′), ein großes, in seinem Baue äußerst kompliziertes Objekt und vielleicht der merkwürdigste, isolierte Nebel am Himmel. Im nördlichen Teile desselben befindet sich der merkwürdige Veränderliche η Argus. J. Herschel hat den Nebel während seines Aufenthalts am Kap sorgfältig beobachtet und gezeichnet, sowie die Positionen von 1216 Sternen 7. bis 16. Größe in seiner Umgebung bestimmt. Er schätzte die Fläche welche der Nebel bedeckt, auf

[1]) Rosses Nebelfleck-Beobachtungen von 1845 bis 1878 finden sich in den Transact. of the Royal Ir. Ac. Dublin, Vol. 2.

$^4/_7$ Quadratgrad, die photographischen Aufnahmen zeigen jedoch, daß die Nebelmaterie fast 4 Quadratgrad des Himmels bedeckt. Der Nebel zerfällt in zwei Hauptteile, welche durch einen schmalen, merkwürdig dunklen Streif des Himmels voneinander getrennt sind. In der Mitte dieses Kanals, wo derselbe eine weitere Ausbuchtung zeigt, stehen die Sterne merklich weniger zahlreich als in den nebelerfüllten Teilen. D. Gill hat 1894 auf der Kap-Sternwarte das ganze Objekt mit dem dortigen 13zölligen photographischen Refraktor aufgenommen und diese Exposition während der Nächte vom 2. bis 12. April auf volle 24^h 53^m ausgedehnt, vielleicht die längste Aufnahme, welche bis jetzt von einem Nebelflecke gemacht worden ist. Fig. 84 giebt eine getreue Reproduktion der Gillschen Aufnahme nahezu in der Originalgröße.

Der große Nebel im Orion (N. G. K. 1976). Unter allen kosmischen Gebilden seiner Art ist dieser Nebelfleck am häufigsten und andauerndsten untersucht worden. Legentil, der eine (unvollkommene) Zeichnung desselben gegeben hat[1]), vergleicht seine allgemeine Gestalt mit dem geöffneten Rachen eines Tieres, und in der That zeigt die Partie nordöstlich vom Trapeze eine entfernte Ähnlichkeit mit diesem Bilde. Charakteristischer ist der Vergleich mit zwei ausgebreiteten Schmetterlingsflügeln. Inzwischen vermag keine bloße Beschreibung auch nur eine entfernte Vorstellung von der wundervollen Mannigfaltigkeit der Gestaltung und Schattierung des Nebelduftes zu geben, wie sich derselbe in kraftvollen Fernrohren darstellt. Der mächtige (und hier formumwandelnde) Einfluß, den die optische Kraft des angewandten Instruments auf das Aussehen des Nebels ausübt, ist der Grund, weshalb besonders die älteren Zeichnungen desselben eine so geringe Ähnlichkeit untereinander und im Vergleiche mit den neueren Abbildungen zeigen. Was Mairan, Legentil und Messier von Veränderungen in dem Aussehen dieses Nebelflecks wahrzunehmen meinten, ist ebenso unsicher wie diejenigen Veränderungen die der ältere Herschel konstatierte.

Erst 1824 gab John Herschel eine genauere Zeichnung des Orionnebels und dieser folgte 1847 die Darstellung desselben, welche sich in der Kapreise findet, begründet auf die Beobachtungen am Vorgebirge der guten Hoffnung in den Jahren 1834 bis 1837. Im Jahre 1848 gab William Cranch Bond eine ähnliche Zeichnung[2]), begründet auf Beobachtungen mittels des großen Refraktors zu Cambridge. Später haben Otto Struve und Secchi Zeichnungen des Orionnebels geliefert, welche besonderes Interesse in Anspruch nehmen.

Die Beobachtungen Lord Rosses über den Orionnebel sind nebst einer herrlichen Zeichnung des Objekts (in doppelter Ausführung, einmal schwarz auf weißem Grunde, dann weiß auf schwarzem Grunde) im 158. Bande der Phil. Trans. of the Royal Society publiziert worden. Die Zeichnungen entsprechen der Periode von 1860 bis 1864 und sind von Lord Rosses damaligem Assistenten Hunter unter abwechselnder Benutzung des Spiegels von 3 und von 6 Fuß Durchmesser auf der Sternwarte von Parsonstown ausgeführt worden. Über die Genauigkeit dieser Zeichnungen, sagt Struve, dürfte sich wohl niemand berechtigt halten, ein be-

[1]) Mém. Acad. Sc., Paris 1759. — [2]) Mem. of the Americ. Acad. of Arts and Sciences, Vol. 3.

Fig. 84.

Der Nebel um η Argus, nach der photographischen Aufnahme mit $24^h\ 53^m$ Exposition am 13zölligen photogr. Refraktor der Kap-Sternwarte. Original-Größe.

stimmtes Urteil auszusprechen, der nicht mit einem wenigstens annähernd gleich lichtstarken Fernrohre dasselbe Objekt betrachtet hat. Struve beschränkt sich darauf, zu erklären, daß in dem Pulkowaer 15zölligen Refraktor die Umrisse und die einzelnen Gestaltungen viel weniger scharf hervortreten als in Rosses Zeichnung.

Bezüglich der Grenzen, bis zu welchen die Nebelmaterie hat verfolgt werden können, hat der Parsonstowner Reflektor indessen nicht erheblich mehr geleistet als die Reflektoren, deren sich G. P. Bond und d'Arrest bedient haben. Nach den Beobachtungen John Herschels am Kap erscheint der Hauptnebel, wenigstens soweit bestimmte Formen an demselben erkannt werden konnten, auf einen Raum des Himmels an 0,22 Quadratgrad beschränkt. Allein die Nebelmaterie erstreckt sich mit unbestimmten Formen viel weiter, so daß Bonds Beobachtungen sich auf einen Raum von 3,36 Quadratgraden zwischen den Grenzen von $\pm 2^m 15^s$ in Rektascension und $\pm 1^\circ 30'$ in Deklination um ϑ Orionis herum beziehen. Die Nebelmassen um c und ι Orionis erscheinen sowohl in den Zeichnungen von Rosse wie von Bond in ununterbrochenem Zusammenhange mit dem Hauptnebel um ϑ; besonders wird nach den Wahrnehmungen von Bond die Verbindung zwischen den Nebeln um c und ϑ Orionis durch drei getrennte Nebelstreifen hergestellt. Bond hat beim Orionnebel zuerst die spiralförmige Struktur einzelner Teile desselben erkannt und in seiner Zeichnung wiedergegeben. Jene Formation erscheint in gekrümmten, schmalen Nebelstreifen, von denen oft mehrere sehr nahe von einem Centrum ausgehen, sich immer mehr und mehr davon entfernen und durch dunkle Intervalle von der übrigen Nebelmasse getrennt sind. Diese Formen sind in Rosses Darstellung nicht zu bemerken und Bond schreibt dies dem Umstande zu, daß man überhaupt auf dieselben früher noch nicht die Aufmerksamkeit gerichtet habe. Was die Auflösbarkeit des Orionnebels anbelangt, so ist die Ansicht, der ältere Lord Rosse habe den Nebel 1850 als Sternhaufen wahrzunehmen vermocht, irrig, vielmehr ist es erst dem Observator Hunter 1861 bis 1864 gelungen, verschiedene Teile der Huygensschen Region aufzulösen. Unter Auflösbarkeit scheint jedoch nur das zeitweilige Erscheinen schwach leuchtender Punkte an Stellen des Nebels gemeint zu sein, wo in der Regel keine Sterne notiert sind, aber nicht etwa das vollständige Auflösen eines oder des andern Teiles des Nebels in Sternhaufen, deren einzelne Komponenten durchweg deutlich erkannt werden konnten.

Die umfassendsten Arbeiten über den Orionnebel sind unstreitig diejenigen, denen G. P. Bond die letzten Jahre seines Lebens gewidmet hat. Sie sind im 5. Bande der Annals of the Astronomical Observatory of the Harvard College (1867) von J. H. Safford herausgegeben worden. Verschiedenes aus dieser wichtigen Arbeit wurde schon erwähnt. Sie zerfällt in 6 Sektionen, von welchen die 3., 4. und 5. den General-Katalog aller in der Nähe von ϑ, ι und c Orionis stehenden, im Cambridger Refraktor sichtbaren Sterne, die Bestimmungen ihrer Helligkeit und Beobachtungen der physischen Beschaffenheit des Nebels enthalten. Der Katalog der, auf ϑ Orionis bezogenen, Positionen enthält 1101 Sterne, die alle noch in Gegenden liegen, in welchen Nebelmaterie am Cambridger Refraktor als in Verbindung mit dem Hauptnebel stehend erkannt ist, während der von Otto Struve 1862 herausgegebene, auf Liapunows Beobachtungen begründete am Pulkowaer Refraktor verifizierte und vervollständigte Katalog nur 155 Sterne aufweist. Inzwischen erstrecken sich diese letztern nur über denjenigen Teil des Hauptnebels, der durch John Herschels Kapbeobachtungen begrenzt ist, während Bonds Katalog in Übereinstimmung mit W. Herschels und seinen eigenen Wahrnehmungen über die weitere Verbreitung der Nebelmaterie, einen beiläufig 15mal so großen Raum umfaßt.

Die centrale Partie des Orionnebels bildet den Gegenstand einer großen Monographie S. Holdens[1]), in welcher eine auf die Quellen zurückgehende Bearbeitung des ganzen über diesen Gegenstand vorhandenen Materials gegeben wird. Als Ergebnis findet Holden, daß die früher beliebte Annahme großer Verände-

[1]) Washington obs. for 1878, App. I.

rungen in der Gestalt des Nebels nicht begründet ist, höchstens könnten Helligkeitsveränderungen einzelner Teile desselben erfolgt sein.

Von größter Wichtigkeit sind die neuen photographischen Aufnahmen des Orionnebels, besonders jene, welche zu Cambridge (N. A.), auf Mt. Wilson in Südkalifornien und auf der Arequipastation in Peru an den sehr mächtigen Instrumenten der Harvard-Sternwarte gewonnen wurden. Prof. William H. Pickering hat 22 Platten derselben zur Grundlage einer genauen Untersuchung gemacht[1]). Auf diesen Platten zeigen sich 146 Sterne die bei Bond fehlen, 20 Sterne Bonds sind dagegen wahrscheinlich irrig angeführt. Die Vergleichung der Photographien von Draper und Common mit den neuern hat Prof. Pickering keine wesentliche Veränderung im Aussehen des Nebels seit 1880 erkennen lassen. Eine Aufnahme 1880 März 11. auf Mt. Wilson mit dem 13zölligen Teleskope bei 156m Exposition zeigt die Grenzen des Nebels ungefähr so wie sie von Lassell am 4füßigen Reflektor auf Malta erhalten wurde. Die schwächsten Sterne auf dieser Platte sind 15. Größe.

Das Trapez im Orionnebel erscheint bei Okularbeobachtung auf relativ dunklem Grunde. Schon Secchi fand, daß dies eine Täuschung sei, denn das Spektrum zeigte sich in diesem Teile nicht schwächer; die neuern photographischen Aufnahmen haben dies bestätigt, denn sie zeigen gerade für die Fläche auf der die Trapezsterne stehen, die Anwesenheit eines dichten Nebels.

Der physische Zusammenhang der Nebelmaterie mit mehreren in ihr sichtbaren Sternen ist nach Pickerings Meinung unzweifelhaft und wird nicht nur durch die merkwürdige bogenförmige Ausstrahlung des Nebels gegen diese Sterne nahegelegt, sondern auch durch das spektroskopische Aussehen des letztern bestätigt. Im allgemeinen ist die Gestalt des Orionnebels höchst unregelmäßig in den innern hellen Partien, nach außen lassen sich dagegen mehrere gekrümmte Strahlen verfolgen, die auf eine sehr komplexe, aber doch in gewissem Sinne regelmäßige Anordnung der Materie deuten.

Dr. N. Laska hat auf Grund seiner photographischen Aufnahmen des Orionnebels mit einem 5zölligen Porträtobjektiv und von Okularbeobachtungen an einem lichtstarken 8zölligen Refraktor eine Darstellung dieses Nebels gegeben[2]), die äußerst instruktiv ist und u. a. zeigt, daß der helle Teil des Nebels nur eine Partie eines großen Nebelringes ist.

Eine beträchtliche Anzahl photographischer Aufnahmen dieses Nebels sind auf der Lick-Sternwarte mit dem großen Crossley-Reflektor von 3 Fuß Spiegeldurchmesser 1898 bis 1899 erhalten worden. Das beste Negativ wurde bei Exposition von 40 Minuten Dauer in einer sehr guten Nacht erhalten und zeigt die ungeheure Ausdehnung des Nebels über die an den größten Ferngläsern sichtbaren Partien hinaus. Die photographische Wirksamkeit des Crossley-Reflektors ist bewundernswürdig groß. Ein Vergleich mit den Leistungen der photographischen Linse des großen Refraktors welche 33 Zoll Öffnung hat, ergiebt, daß der Reflektor mit 10 Minuten Exponierung mehr Nebel zeigt als der Refraktor in 3 Stunden. Diese Überlegenheit ist der größern Winkelöffnung des Reflektors und dem Lichtverlust der photographischen Strahlen beim Durchgang durch die Linse des Refraktors zuzuschreiben.

Fig. 85 ist eine getreue Wiedergabe (als Positiv und 2,3mal im Durchmesser vergrößert) des oben erwähnten 1898 Nov. 16. erhaltenen besten Negativs.

Eine außerordentlich detailreiche und große Aufnahme des centralen Teiles dieses Nebels (der sogenannten Huygensschen Region) hat 1899 H. Deslandres mit dem großen photographischen Refraktor (0,62 m Öffnung, 16 m Brennweite) des Observatoriums zu Meudon erhalten[3]).

Das Spektrum des Orionnebels ist schon früher von Secchi untersucht worden[4]), ihm folgte Huggins und Vogel zeigte 1870 aus der Vergleichung der Lage einer

---

[1]) Ann. Harv. Coll. Obs., Vol. 32, Part 1. — [2]) Sirius 1895, Tafel 6. — [3]) Bull. Astr. 1900, Tom. 17, p. 63. — [4]) Compt. Rend. Acad. Paris, Tom. 60, 66, 68.

Fig. 85.

Der große Nebel im Orion, nach der photographischen Aufnahme mit 40m Exposition am Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte, in zwei- bis dreifacher Vergrößerung des Originals.

Wasserstofflinie in Geißlerscher Röhre mit derjenigen einer Spektrallinie, daß der Nebel sich mit einer Geschwindigkeit von + 3,6 geogr. Meilen im Visionsradius bewegt[1]). Photographiert wurde das Spektrum des Orionnebels zuerst von Huggins 1882 März 7.[2]). Die Expositionsdauer betrug 42m und die Platte zeigte außer den vier hellen Linien noch eine schwache Linie im Ultraviolett ($\lambda = 3727$), welche Huggins mit ζ im typischen photographischen Spektrum der hellsten weißen Sterne identifizierte. Die Linien $H\gamma$ und $H\beta$ waren schmal und gut begrenzt und erschienen ebenso auf einer nahezu gleichzeitig von Draper aufgenommenen Photographie des Spektrums.

Die Thatsache, daß die Wasserstofflinie $H\alpha$ im Spektrum dieses wie aller andern Nebel (mit Ausnahme des Nebels N. G. K. 6572) erheblich schwächer erscheint als $H\beta$, während in den Spektren der Wasserstoffröhren gewöhnlich $H\beta$ schwächer ist, darf nach Professor Scheiner[3]) nicht zu Schlüssen auf besondere physische Zustände dieser Nebel benutzt werden, sondern ist rein physiologischer Natur. W. W. Campbell macht aber darauf aufmerksam[4]), daß die relativen Helligkeiten der drei Hauptlinien des Spektrums in den verschiedenen Teilen des Nebels verschieden sind. Die Linien, deren Wellenlängen $\lambda = 5007, 4959, 4860$, stehen nahe dem Trapez in Bezug auf ihre Helligkeit im Verhältnis von 4:1:1, während an andern Stellen des Nebels die Linien 1 und 3 fast gleich hell erscheinen, nahe dem südlichen und westlichen Rande die Linie 3 sogar heller als 1 ist. Nördlich vom Trapez in dem runden Nebel welcher den Stern Bond 734 umgiebt, ist die dritte Linie sogar 5mal heller als die erste. C. Runge hat die Schätzungen am Lick-Refraktor bestätigt[5]) und Prof. Keeler direkt nachgewiesen, daß die Helligkeitsunterschiede keine subjektiven Erscheinungen sein können[6]). Als bei dunstiger Luft der Spalt des am 36zölligen Refraktor angebrachten Spektroskops auf den Stern Nr. 734 (Bond) am Rande des Nebels gerichtet wurde, sah er in dem Spektrum nur die Wasserstofflinie $H\beta$. Darauf wurde der hellste Teil des Nebels nahe dem Trapez eingestellt, und es erschienen $H\beta$ und die Linie λ 4959 nahezu gleich hell, jedoch weit schwächer als die Hauptnebellinie λ 5007. Als die vertikale Öffnung des Spaltes und mit ihr die Intensität des Spektrums vermindert wurde, verschwanden allmählich $H\beta$ und die zweite Linie, so daß nur die Hauptlinie allein sichtbar blieb. Hiernach ist also bei Abschwächung des Spektrums in dem einen Teile des Nebels der Linie $H\beta$ allein sichtbar, in einem andern die Hauptlinie, eine Thatsache, die nach Prof. Keeler nur durch wirkliche Verschiedenheit des Spektrums in den einzelnen Regionen des Orionnebels zu erklären ist.

Huggins hat 1897 das Spektrum der drei hellen Sterne des Trapezes photographiert[7]). Er fand, daß diese Sterne helle und dunkle Linien besitzen, die einander zum Teil unsymmetrisch überlagern. Besonders gilt dies von den Wasserstofflinien $H\beta$ bis $H\pi$. Das Spektrum dieser Sterne ähnelt sehr demjenigen des Veränderlichen β in der Leier, auch zeigte die Untersuchung der 1894 bis 1897 erhaltenen Photographien, daß die Lage dieser Linien gegeneinander Veränderungen erleidet wie bei jenem Sterne. Eine Erklärung dieser Veränderungen möchte Huggins zur Zeit jedoch noch nicht geben.

Spiralnebel. Diese Form der kosmischen Nebelgebilde gehört zu den wichtigsten, welche die neuern Instrumente im Weltraume erkennen ließen; auch kommt sie, nach Ausweis der photographischen Aufnahmen außerordentlich viel häufiger vor, als man früher annehmen durfte. Für einige wenige der hellen Nebelflecke hatten dies früher der Rossesche Reflektor und einige große Refraktoren bereits gezeigt, und die photographischen Aufnahmen von Roberts haben bei einer Anzahl anderer Nebel die gleiche spiralige Form

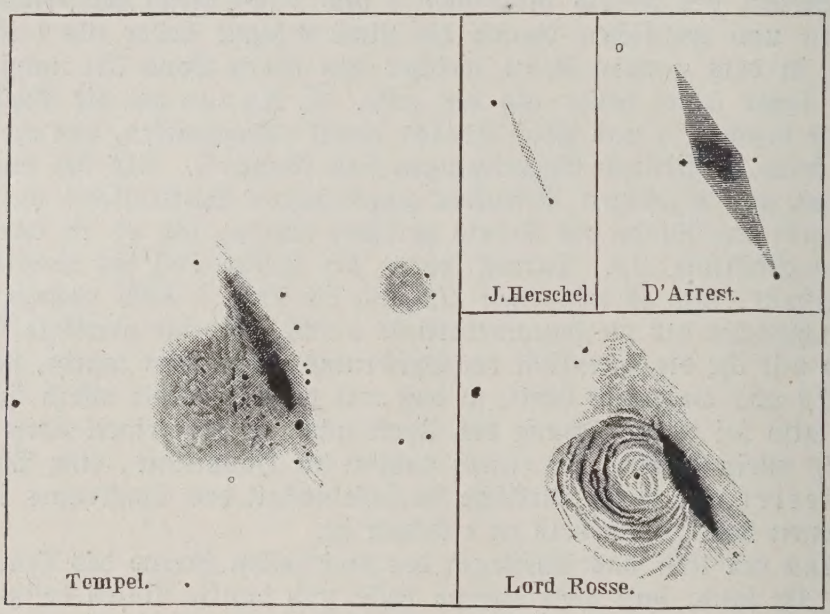
---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1963. — [2]) Nature, Vol. 25, p. 487. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3476. — [4]) A. a. O., Nr. 3205. — [5]) A. a. O., Nr. 3471. — [6]) A. a. O., Nr. 3541. — [7]) Compt. Rend. Acad. Paris 1897, Okt. 11.

ergeben. Die Crossley-Photographien zeigen endlich, daß nicht nur manche schon bekannte Nebelflecke ebenfalls Spiralnebel sind, sondern, daß auch die neuentdeckten Nebel in großer Menge spiralige Gestalten direkt wahrnehmen lassen oder doch mit höchster Wahrscheinlichkeit andeuten. Wir dürfen daher, sagt Prof. Keeler, die spiralige Gestalt vielleicht als die normale bei kompakten, isolierten Nebelmassen betrachten und die Abweichungen davon als Ausnahmen, die möglicherweise zum Teil dadurch entstehen, daß diese Nebel keine bestimmte Rotation der gesamten Materie, aus der sie bestehen, besitzen.

Um an einem bestimmten Beispiele die Überlegenheit der Photographie über die direkte Beobachtung und Zeichnung der Gestalt von Nebelflecken zu zeigen, sind hier die Abbildungen wiedergegeben, welche J. Herschel, d'Arrest, Tempel und Lord Rosse von dem Nebel N. G. K. 7479 ($\alpha\, 23^h\, 0^m$, $\delta + 11^0\, 47'$ für 1900,0) lieferten (Fig. 86) und diesen gegenüber (Fig. 87) die Nach-

Fig. 86.



bildung einer vergrößerten Photographie desselben Nebels welche mit dem Crossley-Reflektor auf der Lick-Sternwarte erhalten wurde[1]). Wie man sogleich erkennt, hat selbst Rosses großes Teleskop keine Spur der wahren Gestalt des Nebels verraten. Dagegen läßt ein Blick auf die Photographie sogleich erkennen, daß, wie Prof. Keeler bemerkt, der Nebel die Gestalt einer zweiarmigen Spirale besitzt, nebst einem Kern oder einer Kondensation nahe dem Inflektionspunkte und daß der nachfolgende Arm in dem mittleren Teile getrennt ist. Der Stern in der Mitte der voraufgehenden Windung, den auch Rosses Zeichnung hat, ist 15. Größe. Der größte Teil des von diesem Arm umschlossenen Raumes ist mit feinem Nebel erfüllt.

Sämtliche Spiralnebel geben ein kontinuierliches Spektrum, womit erwiesen ist, daß sie aus Sternen bestehen oder doch mindestens in der Hauptsache keine Gasmassen sind.

---

[1]) Astrophys. Journal, Vol. 11, Nr. 1, p. 1, Plate 2 and 3.

Fig. 87.

Der Nebel im Pegasus (N. G. K. 7479), nach der photographischen Aufnahme mit $3^h\ 30^m$ Exposition am Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

Fig. 88.

Der große Nebel in der Andromeda, nach der photographischen Aufnahme mit 3^h Exposition am Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

W. Herschel hat schon das Vorhandensein von Spiralnebeln vermutet und in seiner großen Abhandlung von 1811 spricht er von Nebeln, bei denen ein heller Kern von einer Lichtmähne umgeben ist; als Beispiel führt er u. a. den Nebel Messier 65 im Löwen (N. G. K. 3623) an, der freilich kein ausgesprochener Spiralnebel ist. Rosses großes Teleskop zeigte die Spiralform zuerst deutlich beim Nebel in den Jagdhunden (N. G. K. 5194). Die Nebelmaterie erwies sich schneckenförmig gewunden als leuchtende Spira, und an beiden Extremen, im Centrum und auswärts in dichte, körnige, kugelrunde Nebelknoten auslaufend. Als ähnliche Spiralen zeigten sich die Nebel N. G. K. 650, 651, 2903, 2905, 4254, 4303, 4736, 6218, 6341, 6781, 7099. Die Aufnahmen auf dem astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam zeigten schon in der ersten Zeit photographischer Nebelbeobachtungen deren Überlegenheit über die Okularbetrachtung gerade in der Aufnahme des Spiralnebels der Jagdhunde, welche in den Einzelheiten Lord Rosses Darstellung weit übertreffen und gleiches gilt bezüglich des Nebels in der Jungfrau (N. G. K. 4254).

Am meisten Aufsehen erregte der Nachweis, daß auch der große Andromedanebel (N. G. K. 224) ein Spiralnebel ist. Messier hat diesen Nebel fleißig und mit verschiedenen Fernrohren beobachtet, aber keinen Stern darin wahrnehmen können. Er fand ihn gegen die Mitte zu stark verdichtet. Lamont sah ihn ebenso und unterschied bei Anwendung einer 1200fachen Vergrößerung mehrere fleckige Stellen um den 7″ großen Kern herum, was er 1836 als ein sicheres Zeichen der Auflösbarkeit betrachtete. Der große Refraktor zu Cambridge in Nordamerika hat im März 1848 den Nebel in eine Unzahl von kleinen Sternchen, deren anderthalb Tausend gezählt wurden, aufgelöst, gleichzeitig angeblich auch zwei dunkle Streifen gezeigt, welche fast parallel das Ganze durchziehen und in zwei Hälften trennen, von denen die eine einen fast kreisrunden und einen länglichen, hellen Fleck zeigt, während in der andern Hälfte ebenfalls ein lichter Fleck steht, der in dem großen Refraktor von G. P. Bond fast genau dasselbe Aussehen besitzt wie der ganze Nebelfleck in den schwachen Ferngläsern von Simon Marius einst gezeigt hatte[1]).

Barnard hat am 36-Zoller der Lick-Sternwarte den Nebel nie in Sterne aufgelöst gesehen. Dagegen erschien der Kern deutlich und nicht sternartig. Im Juni und Juli 1898 hat er dessen Position gegen zwei Sterne a und b 11. Größe wie folgt bestimmt:

Kern und Stern	a:	d = 124,70″,	p = 261,27°
„ „ „	b:	228,40	160,51.

Barnard erwähnt, daß die Sichtbarkeit des Kerns in sehr hohem Grade durch die Luftbeschaffenheit, Mondlicht u. s. w. beeinflußt werde, so daß er sogar völlig unsichtbar werden könne.

Überhaupt hat die Okularuntersuchung dieses Nebelflecks nur sehr unvollkommene Vorstellungen vom Baue desselben geliefert und es blieb J. Roberts vorbehalten durch die photographische Aufnahme desselben (1888[2]) zuerst den Nachweis zu liefern, daß dieser Nebel ein flacher Spiralnebel ist, der schräg gegen die Gesichtslinie zur Erde liegt und dessen centrale Masse allem Anschein nach kugelförmige Gestalt besitzt. Auch mit kleinen Instrumenten ist seitdem die spiralförmige Anordnung der Nebelmaterie in diesen Objekten erkannt worden. Die beste Photographie aber wurde auf der Lick-Sternwarte erhalten und zwar von E. F. Coddington bei dreistündiger Exponierung 1897 Dezember 21 (Fig. 88).

Nach den genauen Untersuchungen von E. Hartwig[3]) haben in dem Aussehen der centralen Teile des Nebels die sämtlichen bisherigen Beobachtungen keine Veränderung erkennen lassen. Doch ist daselbst, etwas südlich von dem optischen Mittelpunkte (der stärksten Verdichtung) des Nebels, 1885 zwischen August 17. und 20. ein gelblicher Stern aufgetaucht, der im nächsten Jahre wieder verschwand.

Prof. J. Scheiner hat mit einem kleinen Spektrographen von ganz besonderer

---

[1]) Mem. of the Americ. Acad., Vol. 3, p. 75. — [2]) Monthly Not. Astr. Soc., Vol. 49, p. 65. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3529.

Lichtstärke für Objekte mit Flächenausdehnung 1898 das Spektrum des Andromedanebels in $7^1/_2$stündiger Exposition aufgenommen[1]). Auf der Platte erscheint es sehr deutlich von *F* bis *H* und schwache Spuren erstrecken sich weit in das Ultraviolett hinein. Die Vergleichung mit dem Sonnenspektrum ergab die völlige Übereinstimmung beider selbst in Bezug auf die relative Intensität der einzelnen Spektralbezirke. Hiernach ist erwiesen, daß der Andromedanebel ein Spektrum der Klasse IIa zeigt, also der überwiegende Teil der den Kern dieses Nebels bildenden Fixsterne dieser Spektralklasse angehört. „Da nun", bemerkt Scheiner, „unser Sternsystem, aus der Ferne betrachtet, ein sich wesentlich der 1. Spektralklasse näherndes Spektrum zeigen würde, so ist zu folgern, daß sich das System des Andromedanebels bereits in einem vorgeschrittenen Stadium befindet. Spuren von hellen Nebellinien sind nicht vorhanden, so daß der interstellare Raum im Andromedanebel ebenso wie in unserm Fixsternsystem nicht merklich mit gasförmiger Materie erfüllt ist."

Der Nebel in den Fischen N. G. K. 628, in welchem das Fernrohr einige Sterne zeigt, ist von Roberts photographisch als Spiralnebel erkannt worden, während Rosse 1861 die spiralige Gestalt nur vermuten konnte. Der Nebel N. G. K. 4725 im Haar der Berenice, den Rosse 1850 bis 1867 wiederholt spiralförmig erblickte, erscheint auf Roberts' Photographie in seiner wahren Gestalt als schräg gegen die Gesichtslinie stehender Nebel mit großem, hellem Centralkern, der von einem oder zwei elliptischen Ringen umgeben wird. Der Nebel N. G. K. 2903 im großen Löwen, den Rosse 1851 zeichnete, zeigt sich auf der Photographie von Roberts (1893) als symmetrische Spirale mit großer Ausdehnung einer sehr schwachen Nebeligkeit an der nördlichen und südlichen Seite. Der Kern der spiraligen Windung ist sternartig, die Windungen selbst sind in nebelige Flecke mit schwacher Nebeligkeit dazwischen aufgebrochen. Der daneben stehende Nebel N. G. K. 2905 zeigt einen sternähnlichen Kern, zwei schwachen Streifen vergleichbar, von feinen Nebelringen umgeben[2]). Rosses Zeichnungen beruhen auf zahlreichen Beobachtungen von 1846 bis 1878, während das reichere Detail der Robertsschen Aufnahme schon mit 4^h Exposition am 20zölligen Reflektor erhalten wurde. Ein bis dahin unbekannter Nebel im Perseus (α 2^h 30^m, δ + 38° 31′ für 1895) ist von Roberts photographisch ebenfalls als Spiralnebel befunden worden. Innerhalb der feinen Windungen des Nebels stehen 14 oder 15 Sterne und sechs schwache Lichtknoten.

Der Nebel im Drachen (N. G. K. 642), den Herschel als äußerst gedrängten Sternhaufen betrachtete, ist nach Roberts' photographischen Aufnahmen ein Spiralnebel mit sternartigem Kern und fünf oder sechs Kondensationen in den Spiralen[3]).

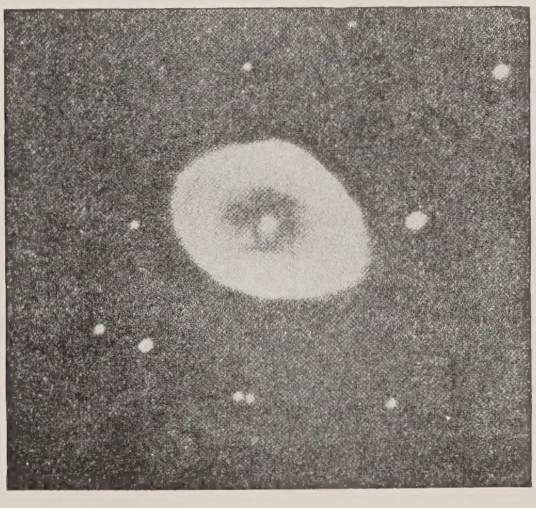
Der großartigste Spiralnebel, den der Himmelsraum zeigt, ist die große Magelhanische Wolke, der „weiße Ochse" der alten Perser. Sie bedeckt 42 Quadratgrade des Himmels und J. Herschel, der sie 1837 genau untersuchte, fand in ihr 291 Nebelflecke, 46 Sternhaufen und 582 isolierte Sterne[4]). Die Darstellung, welche Herschel von ihr gab, mußte notwendig unvollkommen sein, denn der reiche siderische Inhalt dieses wunderbaren Gebildes spottet der Wiedergabe durch Zeichnung oder Beschreibung. Erst die Photographie Russells zu Sydney, welche 1890 Oktober 17. nach 7stündiger Exposition gewonnen wurde, hat den wahren Bau dieser unermeßlichen Weltinsel enthüllt und zeigt, daß die Wolke eine Spiralstruktur besitzt ähnlich wie der Nebel in der Andromeda und daß sie von zwei kleineren Objekten begleitet wird, in denen allein Sterne sichtbar sind. Eine genaue Wiedergabe der Details, welche das Negativ dieser Aufnahme enthält auf dem die spiralige Struktur der Wolke erkennbar, ist nicht möglich. Fig. 89 giebt eine Reproduktion der Russellschen Aufnahme, bei der jedoch die innern hellen Partien der Wolke ineinander verschwimmen. Die Wolke besitzt zwei Hauptcentren, das eine zwischen 30 Doradus und einem Stern 6. Größe (α 5^h 43^m, δ — 78° 48′), das andere 2°

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3549. — [2]) Monthly Notices 1894, Vol. 3, p. 36. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3429. — [4]) Humboldt, Kosmos, Bd. 3, S. 349.

Fig. 89.

Die große Magelhansche Wolke, nach der photographischen Aufnahme 1890 mit 7^h Exposition am photographischen Refraktor in Sydney.

Fig. 90.



Der Ringnebel in der Leyer, nach der photographischen Aufnahme 1899 mit 30^m Exposition am Croßley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

nördlicher in gleicher Rektascension. Man erkennt außer der spiraligen Anordnung der Sterne und der Nebelmassen ein dunkles, diesen Raum umgebendes Band[1]). Die kleine Wolke, in welcher John Herschel 37 Nebel, 7 Sternhaufen und 200 Sterne zählte, liegt in einer sternarmen Gegend und bedeckt eine Fläche des Himmels von 10 Quadratgrad. Die spektroskopische Aufnahme der Sterne in beiden Wolken, welche zu Arequipa mit dem großen Bruce-Teleskop in den letzten Jahren ausgeführt wurde, hat in der großen Wolke nicht weniger als 6 Sterne des 5. Spektraltypus (Pickering), 7 Sterne des 1. Typus mit hellen Linien und 6 gasförmige Spektra von Nebeln kennen gelehrt[2]). Edw. Pickering hebt hervor, daß die bis jetzt bekannten 67 Sterne des 5. Typus sämtlich nahe der Mittellinie der Milchstraße stehen und diese eigentümliche Verteilung nicht zufällig sein könne. Um so merkwürdiger ist das Auftreten solcher Sterne in der großen Magelhanischen Wolke, die sich dadurch als ihrem Wesen nach verwandt mit der Milchstraße offenbart.

Ringnebel. Mit den Spiralnebeln morphologisch verwandt sind die ringförmigen Nebel; bisweilen muß es unentschieden bleiben, welchem von beiden Typen die Form eines Nebels am besten entspricht. Der einzige Ringnebel, der auch kleinern Teleskopen zugänglich, ist derjenige in der Leier (N. G. K. 6720) von d'Arquier in Toulouse 1779 entdeckt, später von W. Herschel, Rosse und Bond beobachtet. Eine gute Zeichnung desselben lieferte Trouvelot[3]), die beste ist jedoch nach dem Urteil von Keeler, die Zeichnung welche Holden 1875 am 26zölligen Refraktor zu Washington erhielt und wovon das Original sich auf Mt. Hamilton befindet[4]). Das Innere des Ringes ist, wie zuerst John Herschel sah, von einem feinen, mattleuchtenden Nebel erfüllt. In demselben sah Landmarschall v. Hahn zu Remplin, wie er 1803 an Bode schrieb, mit einem 20füßigen Spiegelteleskop (um 1801) ein feines Sternchen, das er später nicht wiederfinden konnte. Weder Bond noch Holden haben diesen kleinen Stern gesehen, dagegen zeigte im August 1884 der 23zöllige Refraktor zu Princeton im Centrum des Nebelringes eine Lichtkondensation. Als E. v. Gothard 1886 den Nebel photographierte, fand sich nahe der Mitte ein runder, sternähnlicher Punkt, nur wenig schwächer als der Stern 10. Größe, der nahe bei dem Nebel steht. Mit dem großen Crossley-Reflektor ist der Nebel 1899 auf der Lick-Sternwarte wiederholt und bei verschiedener Expositionsdauer photographiert worden[5]). Das beste Bild lieferte eine Exposition von 30m, wovon Fig. 90 eine getreue Wiedergabe ist. Nach dieser Photographie ist der Nebel mehr oval als elliptisch und das spitzigere Ende liegt in nordöstlicher Richtung. Der Ring selbst erscheint von sehr komplizierter Struktur, wie zusammengesetzt aus einer Anzahl schmaler heller Ringe, deren Zwischenräume eine etwas lichtschwächere Nebeligkeit ausfüllt. Einer von diesen Ringen bildet die äußere Umgrenzung des vorausgehenden Endes des Hauptringes. Um das nördliche Ende der kleinen Axe des Ringes herum wird dieser heller, vielleicht durch Überlagerung des breiten Hauptringes über den Nebel an dieser Stelle. Der Ring zeigt auch mehrere helle Flecke und Kondensationen, die jedoch in ihrer Lage keine bestimmte Beziehung verraten. Was die scheinbare Größe des Ringes anbelangt, so hängt diese bei einem solchen Objekte, welches keine scharfe Begrenzung zeigt, merklich von der Expositionsdauer ab. Barnard hat die Dimensionen des Ringes am 36-Zoller direkt gemessen[6]) und Stratanoff hat Messungen an einer von ihm erhaltenen Photographie mit 10stündiger Expositionsdauer ausgeführt[7]). Professor Keeler stellt diese Resultate mit denjenigen seiner eigenen Messungen zusammen. Wie man aus umstehender Tabelle ersieht, sind die photographisch bestimmten Dimensionen etwas größer als die am 36zölligen Refraktor direkt gemessenen:

---

[1]) Monthly Notices 1890, Vol. 56, p. 39. — [2]) Harv. Coll. Obs. Circ., Nr. 19. — [3]) Ann. Harv. Coll. Obs., Vol. 8. — [4]) Publ. Astr. Soc. of Pacific 1899, Nr. 70, p. 177, — [5]) Astrophys. Journ. 1899, Vol. 10, p. 193. — [6]) Astr. Nachr., Nr. 3354. — [7]) A. a. O., Nr. 3388.

	Barnard (36zöll. Refr.)	Stratanoff (Phot. 10h Exp.)	Keeler (Phot. 30m Exp.)
Große Axe der äußern Ellipse .	80,89″	90,19″	87,3″
„ „ innerhalb des elliptischen Ringes	36,52	29,13	40,8
Kleine Axe, außen	—	63,11	63,9
„ „ innen	29,36	24,52	32,0

Was den von dem hellen Ringe umgebenen innern Raum anbelangt, so zeigt Lord Rosses Zeichnung[1]) dieses Innere von einer Reihe dunkler und heller Streifen in der Richtung der großen Axe durchzogen, welche Streifen man meist für Einbildungen des Beobachters gehalten hat. Prof. Holdens teilweise Bestätigung derselben am 26-Zoller zu Washington hat dieser selbst später als wahrscheinlich mißverständlich bezeichnet[2]). Indessen wird diese Struktur, wie Prof. Keeler bemerkte, von den Photographien des Crossley-Reflektors bestätigt. Jedoch zeigen dieselben nur drei dunkle und zwei helle Streifen auf dem innern Raume; ein dunkler Streifen zeigt sich ziemlich in der Mitte. Die Richtung dieser Streifen ist nicht genau parallel der großen Axe des Ringes, sondern macht mit dieser einen Winkel von etwa 5°. Am 36-Zoller gelang es Prof. Keeler nicht, mit Sicherheit diese Streifenstruktur direkt zu sehen. Das Bild des Ringnebels erscheint in diesem großen Refraktor zwar sehr hell und gut definiert, aber der Kontrast der hellen und dunkeln Bänder ist zu gering, um dem Auge direkt bemerkbar zu werden, während die Photographie ihn übertreibt. Der Centralstern, den Burnham optisch 15,4. Größe schätzte[3]), erscheint bei längerer Exposition gleich hell, wie ein von Lassell außerhalb des Ringnebels gezeichneter Stern, allein bei Exponierung von 2 Minuten Dauer wird letzterer Stern nicht sichtbar, während der Centralstern sich darstellt. Die Deutlichkeit des Centralsterns im Verhältnis zu jener des Nebels hängt übrigens von der Natur des angewandten photographischen Instruments ab, indem die Helligkeit eines Sterns sich nach einem andern Gesetze darstellt, als die eines Nebels.

Außer dem Centralstern zeigen die Keelerschen Photographien nur noch einen Stern im Innern des Ringes, 10,7″ von jenem und im Positionswinkel von 297°. Es ist offenbar der Stern *d* in Holdens Zeichnung[4]). Schon auf den Platten von 2m Expositionsdauer ist er eben sichtbar und da er an der Grenze der Sichtbarkeit für das bloße Auge im 36-Zoller steht, so muß sein Licht eine sehr große photographische Energie besitzen. Ein von Barnard 1893 nahe beim Ringnebel in der Leier am 36-Zoller entdeckter kleiner Nebel[5]) ist auch auf den Crossley-Photographien dargestellt. Er zeigt sich auf diesen als ein links gedrehter, doppelarmiger Spiralnebel von 30″ größtem Durchmesser.

Das Spektrum des Ringnebels in der Leier ist, wie schon Huggins gefunden, ein Gasspektrum.

Der Ringnebel im Schwan (N. G. K. 6897) ist von John Herschel[6]) als feiner Ring ohne Detail, von Lord Rosse[7]) als innen mit feinem Nebel erfüllt gezeichnet worden. Die Photographien des Crossley-Reflektors zeigen den Nebel nahezu kreisförmig, 42,5″ zu 40,5″; die äußere Begrenzung ist ziemlich scharf, innen nimmt die Helligkeit stufenweise gegen das Centrum hin ab, wo ein Kern wie ein Sternchen 16. Größe erscheint. Auf den Ringen selbst ist ein Stern 14,5. Größe sichtbar, den auch Rosses Zeichnung hat; wahrscheinlich projiziert sich dieser Stern zufällig auf dem Nebel. Verschiedene kleine Sterne umstehen den Nebel.

Der Nebel im Einhorn (α 6h 24,3m, δ + 5° 7,9′ für 1886), den Barnard 1883 entdeckte, ist von ihm am 12-Zoller der Lick-Sternwarte als ein überaus

[1]) Phil. Trans. 1844. — [2]) Monthly Notices 1888, Vol. 48, p. 384. — [3]) Ibid., Vol. 52, p. 42. — [4]) Ibid., Vol. 48, p. 386. — [5]) Astr. Nachr., Nr. 3200. — [6]) Philos. Transact. 1833, Pl. 13, Fig. 48. — [7]) Obs. of Nebulae and Clusters, Pl. 5.

großer Ringnebel erkannt worden, der den ganzen Sternhaufen N. G. K. 2239 umgiebt. Der äußere Durchmesser des Nebelringes beträgt 40′, so daß die Mondscheibe in demselben Platz hätte. Der von dem Ringe umschlossene Himmelsraum ist völlig nebelfrei, die zahlreichen dort sichtbaren Sterne stehen auf dunklem Grunde. Im nördlichen Teile des Ringes befindet sich ein großer heller Lichtknoten und ein schwächerer östlich daneben. Südlich dem Ringe folgend zeigt sich ein elliptischer Bogen, der vielleicht einem andern, aber bis jetzt nicht gesehenen Nebelringe angehört.

Planetarische Nebel. Die von W. Herschel so genannten planetarischen Nebel bilden einen merkwürdigen Typus, der ziemlich zahlreich am Himmel vertreten ist. Der ältere Herschel führte in seinem Verzeichnisse nicht weniger als 78 Nebel dieser Klasse auf; J. Herschel hat jedoch deren Zahl auf 31 vermindert[1]). Es ist unzweifelhaft, daß sehr heterogene Bildungen unter der Bezeichnung als planetarische Nebel zusammengefaßt werden. Eine Abart derselben sind vielleicht die Nebelsterne, deren Zahl jedoch nach den Beobachtungen von Stephan[2]) sehr gering ist und die stets lichtschwach erscheinen. Nur ausnahmsweise finden sich Sterne 7. Größe als nebelig angegeben.

Eine Anzahl planetarischer Nebel ist optisch von Burnham am 36-Zoller der Lick-Sternwarte untersucht und teilweise mikrometrisch an benachbarte Sterne angeschlossen worden[3]). Gewöhnlich findet sich im Centrum dieser Nebel ein Stern, und man könnte vermuten, das Vorhandensein desselben bilde eine charakteristische Eigentümlichkeit für die Klassifizierung dieser Nebel. Mehrere dieser Sterne sind so lichtschwach, daß sie nur mit Refraktoren von großer Öffnung gesehen werden können. Burnham hat einige Nebel gefunden, welche als planetarische beschrieben werden könnten, bei denen aber der Centralstern fehlt; vielleicht würde ein noch größeres Teleskop einen solchen zeigen. Ferner hat er die Nummern 934, 2440, 2452, 4107, 5144 und 6210 aus Dreyers Generalkatalog untersucht, bei denen einige Eigentümlichkeiten der planetarischen Nebel fehlen. Sie gehören einer größeren Klasse dieser Objekte an, und man kann sie kurz als runde Nebelflecke charakterisieren. Burnham hat auch eine gewisse Zahl der sogenannten sternartigen Nebel durchmustert. Dieselben erschienen alle sehr klein, hell, rund, und würden in einem kleinen Instrumente einem Sterne etwas außerhalb des Brennpunktes gleichen, aber sie scheinen nicht in die Klasse der planetarischen Nebel zu gehören. Bei Untersuchung der centralen Sterne der letztern Nebelklasse wurden verschiedene Vergrößerungen angewandt, sie erschienen aber stets als wahre Fixsterne, nicht verschieden von den benachbarten. Burnham ist der Ansicht, daß die centralen Sterne innig mit den Nebelhüllen verbunden sind.

Der Umstand, daß die planetarischen Nebel ein Spektrum mit hellen Linien zeigen, ist von Prof. E. Pickering zur Aufsuchung neuer Objekte dieser Klasse benutzt worden[4]). Am 15zölligen Refraktor zu Cambridge wurde zwischen Objektiv und Okular ein Spektroskop à vision directe angebracht und damit der Himmel durchmustert. Es wurden auf diese Weise unter etwa 100000 Sternen drei sehr kleine planetarische Nebel entdeckt und nach derselben Methode fand auch Copeland einen solchen mit doppeltem Kern[5]). Später wurde auf der Harvard-Sternwarte auch an dem photographischen Spektrum eines Sterns erkannt, daß derselbe in Wirklichkeit ein planetarischer Nebel ist. Es ist der Stern 9. Größe (α 5^h 22,9^m, δ — 12° 46′; für 1900); im sichtbaren Spektrum desselben ist die Wasserstofflinie F

[1]) Philos. Transact., Vol. 154, Part 1, p. 46. — [2]) Compt. Rend. Acad. Paris, Vol. 94, Nr. 7. — [3]) Monthly Notices, Vol. 53, p. 31. — [4]) Americ. Journ. of Sciences 1880 October. — [5]) Urania 1881, Nr. 1.

sehr hell und weicht dadurch dieses Spektrum von demjenigen der planetarischen Nebel erheblich ab[1]).

Die Bewegung der planetarischen Nebel in der Gesichtslinie zur Erde ist durch Messungen an den Spektren derselben von J. E. Keeler ermittelt worden[2]). Die Untersuchungen geschahen mit dem großen Sternspektroskop des Lick-Refraktors unter Anwendung eines Rowlandschen Gitters und die Messungen wurden im 3. oder 4. Spektrum ausgeführt, wobei nur die hellste Nebellinie im Gesichtsfelde war. Da der Ursprung dieser Linie und folglich ihre absolute Position unbekannt ist, so wurde als wahre Wellenlänge derselben der Mittelwert aus den in sämtlichen Nebeln beobachteten Positionen benutzt, nämlich $\lambda = 5005{,}68$. Im Vergleich hiermit ergeben sich folgende Werte für die Eigenbewegungen der Nebel in der Gesichtslinie (Positionen für 1890,0):

N. G. K. 6210	(α 16h 40m, δ + 24° 0′)	: — 11,2	engl. Meilen
N. G. K. 6309	(α 17h 7,9m, δ — 12° 47′)	: — 6,7	„ „
N. G. K. 6543	(α 17h 58,6m, δ + 66° 38′)	: — 31,0	„ „
N. G. K. 6572	(α 18h 6,8m, δ + 6° 50′)	: + 4,8	„ „
N. G. K. 6790	(α 19h 17,3m, δ + 1° 18′)	: + 38,4	„ „
N. G. K. 6818	(α 19h 37,8m, δ — 14° 25′)	: — 1,1	„ „
N. G. K. 6826	(α 19h 41,9m, δ + 50° 16′)	: + 7,4	„ „
N. G. K. 7009	(α 20h 58,2m, δ — 11° 48′)	: — 17,2	„ „
N. G. K. 7027	(α 21h 2,9m, δ + 41° 48′)	: + 16,8	„ „
N. G. K. 7662	(α 23h 20,5m, δ + 41° 56′)	: + 1,5	„ „

Die Spektra der Kerne der planetarischen Nebel zeigen nach Keeler große Ähnlichkeit mit den Spektren der Wolf-Rayetschen und anderer hellliniger Sterne; die Linie D_3 erscheint in der centralen Kondensation mehrerer derselben und ist vielleicht in allen enthalten.

Scheiner kommt auf Grund seiner photographischen Aufnahmen von planetarischen Nebeln[3]) zu der Überzeugung, daß die centralen Sterne keineswegs Fixsterne, sondern nur nebelige Verdichtungen sind, da in manchen Fällen von ihnen Nebelstrahlen oder nebelige Ansätze ausgehen. Nur unter dieser Annahme findet er möglich, die Thatsache zu erklären, daß diese Objekte bloß violettes oder ultraviolettes Licht ausstrahlen. Solches ist bei einem Fixsterne sehr unwahrscheinlich, wohl aber könne man sich ein Gas vorstellen, welches wesentlich nur stark brechbare Strahlen emittiert, ähnlich, wie etwa Natriumdampf vorzugsweise nur gelbe Strahlen aussendet. Es ist hier noch die weitere Annahme erforderlich, daß dieses Gas in beträchtlich größerer Menge in der Mitte des Nebels als in den übrigen Teilen vorhanden ist, wobei man an stärkere Verschiedenheiten des Atomgewichts zwischen diesem Gase und den übrigen Bestandteilen des Nebels zu denken haben würde.

Große, diffuse Nebelmassen. Gänzlich verschieden von den bisher beobachteten Nebelflecken sind die großen, diffusen Nebeligkeiten, die zuerst W. Herschel an vielen Stellen des Himmels entdeckte und von denen er sagt, daß sie nur an den mächtigsten Instrumenten bei vollkommen klarer Luft sichtbar werden, wenn der Beobachter vorher sich lange Zeit im Dunkeln aufgehalten hat und das Auge von jedem Eindruck störenden Lichtes befreit ist. Im ganzen fand W. Herschel, daß diese feinsten Nebel ohne bestimmte Grenzen eine Fläche von über 150 Quadratgrad bedecken und „daß die Menge nebeligen Stoffs, welche durch den ausgespannten Himmel verbreitet ist, die Begriffe der Menschen übersteigt". In welchem Maße dieser Aus-

---

[1]) Sidereal Messenger 1891, p. 240. — [2]) Publ. Astr. Soc. Pacific, Vol. 2, Nr. 11. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 3086.

spruch des großen Forschers richtig ist, haben die photographischen Aufnahmen von Barnard und M. Wolf gezeigt. Eine Andeutung davon gaben zuerst die Entdeckungen von Nebeln in den Plejaden durch das photographische Teleskop der Gebrüder Henry, deren Aufnahmen durch diejenigen von Roberts und Stratanoff[1]) bestätigt und ergänzt wurden. Endlich hat Barnard[2]) im Dezember 1893 nach $10^1/_4{}^h$ Exposition eine Photographie der Plejaden erhalten, welche zeigt, daß diese ganze Gruppe von seltsam gekrümmten Nebelmassen umgeben wird. Nordwärts der Plejaden, von α 3^h 20^m bis α 4^h und von δ $+$ 30^0 ab zeigt sich eine an kleinen Sternen merkwürdig arme Fläche, die aber von großen Massen eines sehr diffusen Nebels erfüllt wird.

Gleichsam in einem Stadium weiter fortgeschrittener Verdichtung und mit bestimmten Formen zeigen sich diese Nebeltypen an vielen andern Stellen des Himmels. So hat M. Wolf einen großen Nebel um ζ Orionis photographisch entdeckt[3]). Derselbe zeigt sich als große Spirale diesem Sterne folgend und ein Teil desselben ist schon von Rosse gesehen und gezeichnet worden (N. G. K. 2024). Auf der Photographie erstreckt sich der Nebel in gewaltiger Ausdehnung über 1^0 nach Süden, $^3/_4{}^0$ gegen Westen hin und hängt vielleicht mit dem Nebel um ε Orionis zusammen.

Im Schwan sind ebenfalls große Nebelmassen von Wolf (1891) photographisch entdeckt worden[4]). Um die Region des Himmels α $20{,}9^h$, δ $+$ 44^0 gruppiert sich ein sehr großer, fächerförmiger Nebel, dessen hellster Teil Nr. 4621 des General-Katalogs ist, der sich aber von dort nach allen Seiten hin fortsetzt. Nach Osten und Norden dringt er mindestens 8^0 weit in die Gegend der dichten Sternwolken der Milchstraße und umhüllt dieselben in augenscheinlichem Zusammenhange. Er scheint sich aber noch viel weiter nach Osten fortzusetzen. Nach Westen zwischen den Sternen 57 und 55 Cygni und nördlich von letzterem in großem Bogen herumziehend, nähert er sich α Cygni und umschließt diesen Stern. Ein südlicher Ast, der seine stärkste Verdichtung bei den Sternen 56 und 57 hat, nähert sich dem Sterne α von Südosten her. Nördlich von α über die Sterne 51, ω^1, ω^2, ω^3 hin, sowie ebensoweit gegen Westen und Süden lassen sich in kontinuierlichem Zuge deutliche diffuse Nebelmassen verfolgen, die, gegen γ Cygni hin wieder dichter werdend, in kräftige Nebelmassen übergehen welche diesen Stern weithin umgeben.

Einen sehr ausgedehnten Nebel hat Barnard (1895) in der Nähe von α Scorpii photographisch gefunden. Dieser Nebel füllt eine ausgedehnte, sternenarme Gegend und ist von verwickelter Form, durch einen nebeligen Arm steht er in Verbindung mit δ Scorpii. Der hellste Teil ist in der Nähe von P Ophiuchi, 22 Scorpii und zweier kleiner Sterne in α 16^h 18^m, δ $-$ 24^0 $10'$ zu sehen.

Ein großer Nebel bei ζ Persei (N. G. K. 1499) ist von Barnard entdeckt worden und seine bedeutende Ausdehnung von Archenhold[5]) und Prof. Scheiner photographisch konstatiert worden. Die Position der hellsten Stelle ist α 3^h $54{,}0^m$, δ $+$ 36^0 $1'$ (für 1855,0). Seine größte Ausdehnung beträgt fast 3^0 und er steht in Bezug auf Flächengröße dem Andromeda- und Orion-Nebel nur wenig nach, doch ist er sehr lichtschwach.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3366. — [2]) A. a. O., Nr. 3253. — [3]) A. a. O., Nr. 3027. — [4]) A. a. O., Nr. 3048. — [5]) A. a. O., Nr. 3082.

Eine höchst merkwürdige Gruppe von Nebeln, „einen Sternhaufen aus Nebelflecken", hat Burnham am Lick-Refraktor entdeckt[1]). Auf einem Raume des Himmels, der nur $^1/_8$ der Mondscheibe umfaßt, fanden sich mindestens 18 Nebel, die in kleinen Teleskopen als Sterne erscheinen würden. Der mittlere Ort der Gruppe ist annähernd (für 1860,0) α 13^h 38^m, δ $+$ 56^0 $20'$.

Veränderliche Nebel. Die Frage nach der etwaigen Veränderlichkeit gewisser Nebel ist schon früher aufgeworfen und auf Grund unvollkommener Beobachtungen bejaht worden. Änderungen im Aussehen dieser Gebilde können auf Grund der sehr ungenügenden Zeichnungen der früheren Beobachter nicht sicher erkannt werden. Doch kommt Holden bei seiner Untersuchung aller Beobachtungen über den sogenannten Omeganebel (N. G. K. 6618) zu dem Ergebnisse, daß ein hufeisenförmiger Arm des Nebels seine Lage verändert habe[2]). Auch bezüglich stattgefundener Helligkeitsänderungen einer Anzahl von Nebelflecken liegen viele Angaben vor. Genauere Untersuchungen haben indessen das Unsichere derselben dargethan, nur einige wenige Fälle können aufgezählt werden, die wirklich beweisend für solche Helligkeitsänderungen sind. Das sicherste Beispiel bietet der von Hind 1852 entdeckte Nebel im Stier (α 4^h $16{,}2^m$, δ $+$ 19^0 $18'$ für 1900), der damals 30″ groß erschien, 1854 von Chacornac, 1855 bis 1856 von d'Arrest und 1858 von Auwers am 6zölligen Königsberger Heliometer gesehen wurde, den aber d'Arrest 1861 am 10zölligen Kopenhagener Refraktor nicht mehr fand und der 1868 auch für den 15zölligen Pulkowaer Refraktor unsichtbar war. In der Nähe steht der Veränderliche *T* Tauri. Ein lichtschwacher Nebel, nicht weit von dem Hindschen Nebel, wurde 1868 von O. Struve bemerkt und von Tempel 1877 bestätigt[3]). Burnham fand 1890 am Orte von *T* einen nebeligen Stern, aber von Struves Nebel keine Spur, dagegen sah Barnard am 36-Zoller einen neuen überaus schwachen Nebel und Keeler erkannte in dem Nebelobjekt *T* das Spektrum der Gasnebel. Barnard sah 1895 *T* als Stern unter 10. Größe ohne Spur des früheren Nebels, wohl aber den andern von ihm entdeckten Nebel, während an Stelle des Struveschen Nebels ein Stern 14. bis 15. Größe erschien[4]). Nach Barnard kann kein Zweifel darüber sein, daß *T* im Oktober und November 1890 den Kern eines kleinen, ziemlich hellen Nebels bildete, daß dieser Nebel im Februar und März 1890 verschwunden war und *T* fixsternartig erschien, doch umgeben von einer äußerst feinen Nebeligkeit. Hinds Nebel, der jahrelang an schwachen Teleskopen sichtbar war, ist völlig verschwunden, wie auch die photographische Aufnahme von Roberts 1891 Dezbr. 9 zeigt, die nach 3^h Exposition kein Objekt am Orte des Nebels enthält[5]). Der Struvesche kleine Nebel in seiner Nähe ist jetzt so schwach, daß er nur an den mächtigsten Teleskopen mit Schwierigkeit gesehen werden kann. Ein von Barnard 1888 am 12-Zoller der Lick-Sternwarte aufgefundener, ziemlich heller Nebel in α 0^h $37{,}9^m$, δ $-$ 8^0 $48{,}1'$ ist von dem Entdecker drei Jahre später als sehr lichtschwach befunden worden und ebenso lichtschwach geblieben[6]).

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 2998. — [2]) Americ. Journ. of Sc. 1876, Ser. 3, Vol. 9, Nr. 65, p. 346. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2212. — [4]) Monthly Notices, Vol. 55, p. 447. — [5]) Monthly Notices 1891, Vol. 51, p. 440. — [6]) Ibid., Vol. 55, p. 451.

Chacornac fand 1852 bei Konstruktion seiner Ekliptikal-Karten in α 5^h $28{,}6^m$, δ $+$ 21^0 7,3′ (für 1852) einen Stern 11. Größe, bei Revision dieser Gegend am 19. Oktober 1853 dagegen einen kleinen Nebel, auf dem sich der Stern projizierte, ebenso November 10. Als 1856 Juni 27. diese Region abermals revidiert wurde, war der Nebel glänzend, dagegen 1862 November 20. unsichtbar, während der Stern 11. Größe blieb. Seitdem ist dieser Nebel, dessen Gestalt die eines Rechtecks von 3′ und 2′ Seitenlänge war, nicht wieder gesehen worden.

Die Thatsache, daß zwei veränderliche Nebel im Stier, nicht sehr weit voneinander entfernt, aufgefunden wurden und ihre Lichtabnahme zeitlich nahe zusammenfällt, ist sehr auffallend, doch hielt d'Arrest mit Recht noch für zu früh, aus diesen Umständen weitere Schlüsse zu ziehen[1]).

Der Nebel im Walfisch (N. G. K. 936) ist von d'Arrest 1856 beobachtet, von Schoenfeld 1861 vergebens gesucht worden, 1863 war er wieder leicht zu sehen, 1865 im 8zölligen Leipziger Refraktor dagegen unsichtbar, während ihn Winnecke 1877 hell fand; letzterer hielt ihn für periodisch veränderlich[2]).

Der Nebel im großen Löwen (N. G. K. 3655) ist nach Winnecke ebenfalls veränderlich[3]). W. Herschel fand ihn 1785 sehr hell, J. Herschel 1830 schwach, 1840 war er wieder hell, 1856 am Berliner 9zölligen Refraktor nach Winnecke nur ziemlich hell; d'Arrest fand ihn 1863 ziemlich schwach, Winnecke 1878 April 10. sehr glänzend, dagegen 1879 März 21. nur mäßig hell.

E. Dreyer verhält sich gegen die verschiedenen Angaben der Beobachter bezüglich der Helligkeit einiger Nebel und der daraus gefolgerten Veränderlichkeit der letzteren sehr skeptisch, instrumentelle Verschiedenheiten, besonders die verschiedenen Vergrößerungen, bei denen die Nebel beobachtet würden, seien ausreichend, die verschiedene Helligkeit zu erklären[4]); doch ist auch er von dem völligen Verschwinden zweier (Hinds und Chacornacs) Nebel überzeugt.

Die hin und wieder als vermißt bezeichneten Nebelflecke können, analog gewissen als verschwunden aufgeführten Fixsternen, durchaus nicht ohne weiteres zu den Veränderlichen gerechnet werden, indem entweder durch Ablesungs- oder Schreibfehler die Positionen unrichtig angegeben wurden (wie bei dem Nebel α 10^h $43{,}9^m$, δ 57^0 17′ für 1860. W. Herschel, I, 118), oder selbst Verwechselung mit Kometen stattgefunden haben kann. Doch machte d'Arrest darauf aufmerksam, daß in einigen wenigen Fällen Nebelflecke teilweise mit Meridianinstrumenten zufällig beobachtet worden sind, ohne daß man sie am Himmel wiederfinden oder unter plausibeln Fehlerannahmen mit vorhandenen identifizieren könnte. Dahin gehört unter anderen ein rätselhafter Nebel in Rümkers Kataloge, der sogar zweimal mit dem Hamburger Meridiankreise beobachtet worden ist[5]). Es ist unzweifelhaft, daß die Welt

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 1379. — [2]) Monthly Notices 1878, p. 104. — [3]) Astr. Nachr., Nr. 2293. — [4]) Monthly Notices 1887, Vol. 47, Nr. 7. — [5]) Astr. Nachr. Nr. 1440.

der Nebelflecke den zukünftigen Beobachtern eine reiche Mannigfaltigkeit von neuen und wichtigen Entdeckungen darbieten wird. Gegenwärtig stehen wir, wenn man von den spektralanalytischen Untersuchungen absieht, rücksichtlich der Nebelflecke ungefähr auf derselben Stufe, wie das Zeitalter Tychos und Keplers bezüglich der Fixsterne.

Die Milchstraße und der Bau der Welt.

Der mildleuchtende Bogen der Milchstraße, der in nebeligem Schimmer sich über den Himmel zieht, ist die großartigste aber auch geheimnisvollste Erscheinung des Universums. Schon die ältesten Kulturvölker wurden auf dieselbe aufmerksam und haben sie phantastisch zu deuten versucht. Önopides aus Chios hielt die Milchstraße für die leuchtende Spur der ehemaligen Sonnenbahn und viele Pythagoräer stimmten dieser Ansicht bei; nach Theophrast ist sie „die Fuge der beiden Hemisphären, wodurch das obere Licht schimmert"; mythologische Fabeln sehen in der großen kosmischen Erscheinung sogar die verschüttete Milch der Here. Gegenüber diesen naiven Anschauungen sprachen Demokritos und Manilius zuerst aus, daß der Lichtschimmer der alten Galaxias nur aus der Zusammendrängung unzähliger, dem Auge nicht mehr einzeln unterscheidbarer Sterne fließe. Bei den Arabern wird die Milchstraße als der große Himmelsfluß bezeichnet, und die Konstellation des Schützen als das zur Tränke gehende Vieh, während seltsamerweise von den Rumänen die Milchstraße mit einer großen historischen Persönlichkeit in Verbindung gebracht und Drumu Trajan, Trajanstraße, genannt, von der südfranzösischen Volksanschauung dagegen als Weg des h. Jakob von Compostella bezeichnet wird. Der scharfsinnige und spekulative Kepler hielt es für ausgemacht, daß die Milchstraße ein ungeheurer Sternenring sei und bemerkt, daß unsere Sonne in der Nähe des Centrums von diesem Ringe sich befinden müsse, weil letzterer ungefähr die Gestalt eines größten Kreises zeige[1]). Huygens war der erste, dem es (1656) gelang, mittels seines 23 füßigen Refraktors in der Milchstraße zahlreiche Sterne zu sehen, er hielt, hierauf gestützt, die ganze Milchstraße für auflösbar[2]). Thomas Wright wies in seiner Schrift „Theory of the Universe" (London 1750), gestützt auf eigene Beobachtungen mittels eines kleinen Reflektors, zuerst auf die systematische Ausstreuung der Sterne, welche die Milchstraße bilden, um eine Grundebene, hin. Einen Schritt weiter kam Kant in seiner „Allgemeinen Naturgeschichte und Theorie des Himmels" (1755). Der große Denker sagt: „Es existiert eine bemerkenswerte Analogie zwischen dem Systeme der Milchstraße und dem der planetarischen Welt. Dieses letztere besitzt eine Hauptebene, die durch den Zodiakus geht und gegen welche die Ebenen der Planetenbahnen nur sehr wenig geneigt sind. Eine ähnliche Hauptebene findet sich auch für die Fixsterne; diese sind keineswegs ohne Ordnung im Raume

[1]) Kepl. Epitom. Astr. Copern. 1618. — [2]) Op. var. 1724, p. 540.

zerstreut, sondern vielmehr nach Analogie der Planeten unseres Systems. Man muß die Fixsterne mit Beziehung auf diese Hauptebene betrachten, indem sie sich einander in dem Maße nähern, als sie dieser Ebene genähert stehen. Durch diese Anhäufung wird der Anblick der hellen Zone hervorgebracht, welchen man die Milchstraße nennt. — Die nicht in die Milchstraße fallenden Regionen sind um so sternenreicher, je näher sie dieser stehen. Der größte Teil der 2000 Sterne, welche das unbewaffnete Auge unterscheidet, ist in eine wenig breite Zone zusammengedrängt, deren Mitte die Milchstraße einnimmt." Kant war der Ansicht, daß unsere Milchstraße nicht die einzige dieser Art sei. „An verschiedenen Punkten des Himmelsgewölbes", sagt er, „erblickt man elliptische Nebelflecke, welche das Teleskop nicht in Sterne aufzulösen vermag; das sind unserer Milchstraße ähnliche Sternsysteme, deren geringe scheinbare Durchmesser bloß eine Folge ihrer ungemeinen Entfernung sind. Die längliche Gestalt der meisten dieser Nebel beweist, daß in jenen Systemen ebenfalls eine Hauptebene existiert, wie in unserer Milchstraße."

Der berühmte Mathematiker Lambert entwickelte (1761) in seinen kosmologischen Briefen ein Weltsystem, welches zum Teil mit demjenigen, das sich Kant vorgestellt, zusammenfällt. Nach ihm bildet jede Sonne mit ihren Planeten und Kometen ein System erster Ordnung, die Sternhaufen, zu deren einem auch unsere Sonne gehört, sind Systeme zweiter Ordnung. Diese Systeme finden sich im Raume hauptsächlich um eine Hauptebene herum gruppiert und bieten so den Anblick der Milchstraße, eines Systems dritter Ordnung, von scheiben- oder linsenförmiger Gestalt. Im Universum existiert eine Menge von Milchstraßen; vielleicht ist der Orionnebel nichts anderes. Die Gesamtheit dieser Milchstraßen bildet ein System vierter Ordnung. Die Analogie führt noch weiter zu Systemen der fünften und höhern Ordnung. Das gemeinsame Band dieser Systeme ist die allgemeine Gravitation, welche allenthalben Centralbewegungen erzeugt. Unser Sternhaufe befindet sich sehr isoliert von den übrigen Teilen der Milchstraße; es offenbart sich dies dem bloßen Auge schon in der scharfen Abzeichnung der Milchstraße am Himmelsgewölbe. Eine ähnliche Isolierung gilt für alle anderen Sternhaufen der Milchstraße. Das System unserer Milchstraße ist aus dem Grunde nicht unbegrenzt oder nicht unendlich groß, weil sich die Milchstraße nicht als größter Kreis zeigt, sondern vielmehr als ein Parallelkreis, obgleich sehr wenig von einem größten Kreise abweichend. „Die Milchstraße unterscheidet sich von dem übrigen Teile des Himmels zu deutlich. Wenn ich also gleich alle anderen Fixsterne zusammennehme, so muß ich die Milchstraße von denselben ganz absondern, und auch diesen Streifen in unzählige kleinere Teile zerfällen. Viele von diesen Teilen zeigen sich uns dadurch, daß sie von den übrigen getrennt erscheinen. Die übrigen bedecken einander, weil eines hinter dem andern liegt. Jedes von diesen Teilen sehe ich als ein besonderes System von Fixsternen an. Wir selbst befinden uns in einem solchen, und zu diesem rechne ich alle Sterne, die uns sichtbar sind, und außer der Milchstraße liegen, wie auch die größeren, so diesen Bogen des Himmels bedecken. Die übrigen Systeme liegen in der Fläche der Milchstraße um uns herum. Jedes setze ich unserm Sonnensystem darin ähnlich, daß alle Fixsterne oder Sonnen,

die dazu gehören, sich um einen gemeinsamen Mittelpunkt herumbewegen, und ich wäre geneigt zu glauben, daß alle diese Systeme oder die ganze Milchstraße einen gemeinsamen Mittelpunkt haben, um welchen sie laufen[1])."

Es ist eine merkwürdige und bezeichnende Thatsache, daß fast alle, welche über die Milchstraße geschrieben haben, sie aus eigener, genauer Beobachtung im einzelnen gar nicht kannten. Dies gilt auch von W. Struve, der in seinen berühmten Untersuchungen[2]) zu dem Ergebnisse kam, alle Fixsterne unseres Himmels gehörten zum System der Milchstraße und die mittleren Entfernungen derselben voneinander würden in dem Maße größer, als die Sterne entfernter von der Ebene der Milchstraße stehen. Hier erscheint die letztere als ein einheitliches physisches System unzähliger Sterne. F. W. Herschel, mit dessen Namen in populären Schriften fast alles die Milchstraße betreffende zusammengebracht wird, hat unsere Kenntnisse dieser Erscheinung auch nicht wesentlich bereichert. Aber seine und John Herschels Sternaichungen (Sternzählungen in gleich großen Gesichtsfeldern des Fernrohres) haben sich später als das wertvollste Material zu strengern Untersuchungen über die Beziehungen der lichtschwächsten Sterne zu der Erscheinung der Milchstraße bewährt.

Der ältere Herschel hat bereits eine Anzahl Stellen in der Milchstraße gefunden, die für seine 20- und 40-füßigen Teleskope unergründlich waren, obgleich ersteres nach seiner Rechnung 75-, letzteres 192mal tiefer in den Raum einzudringen gestattete, um einzelne Sterne zu zeigen, als das bloße Auge, welches noch Sterne 6. Größe erkennen läßt. Mag man die absoluten Größen dieser raumdurchdringenden Kräfte mit W. Struve infolge der Absorption des Lichtes im Weltraume auch erheblich geringer veranschlagen als Herschel, so bleibt doch immer die Thatsache bestehen, daß die Milchstraße auch im 40füßigen Teleskop sich als unergründlich auswies. Auf folgende 10 Punkte derselben macht Herschel besonders aufmerksam[3]):

Heller Fleck im Degengriff des Perseus.

α 5^h 33^m, δ + 23^0 54′. „Viele Sterne im Gesichtsfelde sind so klein, daß sie nicht zur Zählung tauglich sind."

α 6^h 42^m, δ + 3^0 27′. „Es sind 116 Sterne im Gesichtsfelde, außer vielen, die zu klein zum Aichen sind."

α 19^h 4^m, δ + 2^0 55′. „Sterne außerordentlich zahlreich, aber zu klein zum Aichen."

α 19^h 50^m, δ + 43^0 0′. „Ungefähr 240 Sterne im Gesichtsfelde, mit vielen, die zu klein zum Zählen sind."

α 20^h 8^m, δ + 19^0 51′ bis + 17^0 11′. „Das Ende der Sternschicht in der Milchstraße kann man nicht sehen."

α 20^h 40^m, δ + 35^0 24′. „Etwa 320 Sterne im Gesichtsfelde, außer vielen, die zu klein sind, um deutlich gesehen zu werden."

α 21^h 17^m, δ + 37^0 10′. „Bei 300facher Vergrößerung eine beträchtliche Menge Sterne mit Nebel."

---

[1]) Kosmol. Briefe, S. 128. — [2]) Etudes d'Astronomie stellaire 1847. — [3]) W. Herschel, Über den Bau des Himmels, 1850. Deutsche Ausgabe der engl. Abhandlungen.

α $21^h\ 29^m$, δ $+\ 48^0\ 56'$. „Es sind ungefähr 600 Sterne im Gesichtsfelde, doch die meisten so klein, daß die äußerste Aufmerksamkeit notwendig ist, um sie zu sehen."

α $21^h\ 57^m$, δ $54^0\ 42'$ bis $+\ 51^0\ 45'$. „Die Sterne werden stufenweise schwächer, bis sie dem Blicke sich entziehen. Diese Erscheinungen begünstigen den Gedanken an einen rückwärts gelegenen, sich in einen Haufen zusammenziehenden Teil der Milchstraße."

Diese 10 Beobachtungen ergaben, wie Herschel sich ausdrückt, daß die Aichungen durch die Lichtschwäche der Sterne aufgehalten wurden, ohne das Ende der sternigen Region zu erreichen und zwar nur deshalb, weil die Ausdehnung der Milchstraße dort unergründlich sei. An andern Stellen fand sich die auffallendste Armut an Sternen mitten in der Milchstraße, so im Sternbild des Einhorn in α $6^h\ 49^m$, δ $+\ 2^0\ 23'$ bis $+\ 0^0\ 5'$, wo Herschel „einen Bruch oder eine Öffnung zwischen uns und den entferntesten Teilen der Milchstraße" vermutete, sowie im Skorpion nahe beim Antares, wo auf einer Kreisfläche von 2^0 um diesen hellen Stern mehrere sternleere Regionen sind. Burnham fand am 15zölligen Refraktor der Washburn-Sternwarte am 2. Mai 1881 in α $18^h\ 8^m$, δ $-\ 18^0\ 20'$ (für 1860,0) eine runde, 10′ im Durchmesser haltende „schwarze" Stelle in der Milchstraße, um welche herum die Sterne gedrängt stehen, während auf ihr nur ein Stern 10. Größe und ein anderes äußerst kleines Sternchen zu erblicken sind. In α $17^h\ 56^m$, δ $-\ 27^0\ 50'$ hat Barnard eine nahezu dreieckige Fläche von 2′ größtem Durchmesser gefunden, die wie eine dunkle Öffnung erscheint mit einem hellen orangefarbenen Stern an ihrem nördlich voraufgehenden Rande. Später hat er auf der Lick-Sternwarte diese Region der Milchstraße photographisch aufgenommen und man erkennt auf der Photographie die dunkle Stelle deutlich, sowie mehrere andere in der Nähe. Herschel dachte bei diesen Stellen an freie Durchsicht zwischen vielen Sternschichten hindurch; ob es sich thatsächlich um sternleere Räume handelt oder um ein verdunkelndes Medium, muß zunächst dahingestellt bleiben.

Als ich vor länger als 33 Jahren anfing mich mit der Milchstraße zu beschäftigen, bemerkte ich bald, daß alle Spekulationen über das Wesen derselben unfruchtbar bleiben müssen, solange keine genauen Beobachtungen über das Aussehen dieser großen Himmelserscheinung vorliegen. In mehrfachen Unterredungen mit Prof. Heis erfuhr ich von diesem, daß sich derselbe mit Aufzeichnungen über den Verlauf des Milchstraßenzuges unter den Sternen beschäftige, allein die Ergebnisse dieser Beobachtungen erschienen erst viele Jahre später in dem Heisschen Atlas coelestis. Zu eigenen Beobachtungen über das Aussehen und den Verlauf der Milchstraße benutzte ich einen Landaufenthalt 1866, bei dem ich sehr klare, durch keine künstliche Beleuchtung beeinträchtigte Himmelsansichten hatte. Meine Absicht ging auf eine genaue topographische Beschreibung des Aussehens der einzelnen Teile der Milchstraße, doch konnte die Arbeit nicht vollendet werden[1]). Meine Beobachtungen zeigten aber deutlich, daß alle Schilderungen der Milchstraße, keine einzige

[1]) Heis, Wochenschrift für Astronomie 1867.

damals bekannte ausgenommen, das wahre Aussehen derselben nicht trafen. Gemäß diesen sollte die Milchstraße eine Art von nebeligem Streifen sein, der in verschiedener Breite und teilweise in zwei Armen, den Himmel umzieht, dabei an einzelnen Stellen mehr oder weniger heller erscheint als an andern. Gänzlich übersehen war dabei, daß die Milchstraße in der Hauptsache aus einer Ansammlung von wolkenförmigen Nebelflecken oder Sternhaufen besteht, daß die geballte Form der Lichtwolken bei weitem vorherrscht nnd man in den hellsten Regionen deutlich sehen kann, wie mehrere solcher Flecke von verschiedener Intensität teilweise aufeinander projiziert sind. Keiner derselben hat eine scharfe Grenze, dennoch heben sich viele deutlich von den andern ab. Wie wenig die Milchstraße wirklich beobachtet worden war, ergab sich auch daraus, daß ich fand, wie die Behauptung: der Schimmer der Milchstraße löse sich im Fernrohr in ein Gewimmel unzähliger Sterne auf, völlig aus der Luft gegriffen ist.

Es ist bezeichnend, daß die alte Beschreibung der Milchstraße von Ptolemäus im ganzen bis fast zur Mitte unseres Jahrhunderts noch die beste geblieben ist. John Herschels Beschreibung ist bezüglich der helleren, südlichen Partien ziemlich vollständig, aber, was die nördliche Hälfte anbelangt, so erhebt sie sich kaum über diejenige des Ptolemäus. Die von John Herschel gezeichnete Karte des südlichen Teiles der Milchstraße ist ein Versuch, der zu keinem besonderen Ergebnisse führen konnte, da, wie er selbst sagt, die Zeichnung beim Lichte einer kleinen Lampe entworfen wurde. Später hat J. Schmidt zu Athen eine Karte der Milchstraße hergestellt, doch ist dieselbe nicht publiziert worden. Gegenwärtig befindet sie sich auf dem astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam. Schmidt hatte diese Zeichnung seinem Freunde Prof. Heis zur Einsichtnahme überlassen. Derselbe brachte sie mir mit Zeichen lebhaften Erstaunens und großer Beunruhigung, denn auf dieser Karte war die Milchstraße so scharf abgesetzt dargestellt, wie sie Heis niemals gesehen hatte, obgleich er sich doch viele Jahre mit der Beobachtung derselben beschäftigt hatte.

Im Jahre 1877 erschienen die Zeichnungen der Milchstraße von Heis in dessen Atlas coelestis; sie übertreffen alles vor ihm in Karten Niedergelegte, aber doch sind sie nicht genau und detailliert genug, auch war Heis selbst nicht ganz davon befriedigt.

Etwas später erschien Goulds Uranometria Argentina (1879), in welcher die Zeichnungen der Milchstraße von Davis und Thome herrühren. Gould sagt in der Vorrede: „Denjenigen Astronomen, welche in geringen Höhen über dem Meere oder in der Nähe großer Städte wohnen, wird die Helligkeit der Milchstraße, wie sie auf den Karten dargestellt ist, vielleicht übertrieben erscheinen. Aber auf keinem Exemplare, welches ich selbst mit dem Himmel verglichen habe, ist dies der Fall. Auf dem Observatorium zu Cordoba ist die Atmosphäre von solcher Klarheit, daß sie unter sonst günstigen Umständen leicht gestattet, die Sterne 7. Größe zu unterscheiden."

J. C. Houzeau hat auf Jamaika eine Darstellung der Milchstraße ausgeführt, in welcher er das Detail durch Linien gleicher Helligkeit wiederzugeben sich bemühte. Diese Karte ist ein dankenswerter Versuch, die relative Helligkeit

der einzelnen Teile zu fixieren[1]). Er bestimmte auch die Positionen von 33 Punkten hellsten Glanzes der Milchstraße, gedenkt der dunkeln Flecke (Kohlensäcke) des südlichen Himmels und der dunkeln Zone, die sich am Nordhimmel von α gegen γ Cygni hin erstreckt. Die Milchstraße fand er nicht merklich abweichend von einem größten Kreise der Sphäre und bestimmte auf Grund der Positionen von 33 der hellsten Flecke in der Milchstraße die Lage ihres Pols in α 12^h 50^m, δ + 27^0 23′ (für 1900,0), während W. Struve diesen Pol in α 12^h 41^m, δ + $31{,}2^0$ (für 1900,0) annimmt.

Eine sehr wichtige Arbeit über die Milchstraße lieferte E. Easton, der den Zug und das Aussehen derselben, lediglich auf eigene genaue Beobachtungen gestützt, schilderte und in Karten darstellte[2]).

Er begann seine Versuche, die Milchstraße durch Zeichnung wiederzugeben, im Jahre 1882, und seine endgültige Darstellung datiert aus dem Jahre 1887. Bei dieser Arbeit hat er sich von jeder Kenntnisnahme anderweitiger Versuche entfernt gehalten, und erst im September 1892 verglich er seine Darstellung der Milchstraße mit denjenigen von Heis und Boeddicker. Seine Zeichnungen blieben übrigens in der Mappe, weil es unmöglich schien, sie genau zu reproduzieren, besonders da auch die photographische Wiedergabe derselben mißlang. Erst im September 1892 wurde Easton darauf aufmerksam, daß die lithographische Reproduktion wohl am geeignetsten sei, falls er selbst die Zeichnung mit lithographischem Stifte auf gekörntem Papiere ausführen würde. Dieser Weg erwies sich in der That als gangbar, und so sind denn die Karten entstanden. Das Hauptblatt derselben, welche vom Autor selbst noch Stück für Stück nach dem Drucke durchgesehen und erforderlichenfalls leicht retouchiert wurden, ist eine Generalkarte der Milchstraße, außer dieser aber sind noch mehrere Specialkarten beigegeben, auf denen die Details in größerm Maßstabe hervorkommen, während die Generalkarte für die relative Helligkeit der einzelnen Partien maßgebend bleibt. Eine specielle Beschreibung des Ganzen und ein Katalog der hellen Flecke und dunkeln Stellen in der Milchstraße sind außerdem beigegeben.

Es konnte nicht fehlen, daß ein so aufmerksamer und gewissenhafter Beobachter wie Easton zu sehr wichtigen Resultaten über die Art und Weise der Beobachtung und das Aussehen der Milchstraße gelangte, zu Ergebnissen, die mit den früher von mir erhaltenen in der Hauptsache übereinstimmen. Sehr richtig sagt er: „Das, was wir Milchstraße nennen, ist bis zu einem gewissen Grade eine optische Illusion. Die Planeten, Fixsterne u. s. w. ändern zwar ihr Aussehen in gewissem Grade, wenn wir stärkere optische Instrumente anwenden, aber sie verschwinden dadurch niemals; dies aber findet, für die anscheinend kontinuierliche Helligkeit dessen was wir Milchstraße nennen, thatsächlich statt.“ Der Schimmer der Milchstraße wird von den allerkleinsten, weder dem bloßen Auge, noch in den stärksten Ferngläsern einzeln sichtbaren Sternchen hervorgebracht. Kleinere, einzeln dem bloßen

---

[1]) Ann. de l'observ. de Bruxelles. Nouv. Série, T. 1. — [2]) Easton, La Voie Lactée dans l'hémisphère boréal. Paris 1893.

Auge nicht mehr als solche sichtbare Sterne (die aber im Fernrohre gut erkennbar sind) projizieren sich in größerer Zahl bisweilen auf der eigentlichen Milchstraße, und indem ihr Licht sich mit demjenigen der letzteren vereinigt, erscheint diese an solchen Orten heller. Auf diese Weise verursachen Sterne 6., 7. und 8. Größe in verschiedenen hellen Teilen der Milchstraße das granulierte Aussehen der letzteren. Die Milchstraße selbst wird hierdurch nicht gebildet, ja man muß Barnard, der durch seine photographischen Versuche an der Milchstraße große Erfahrungen hierin besitzt, beistimmen, wenn er sagt: Die wahre Gestalt der Milchstraße hängt nicht von den Sternen 9. und 10. Größe ab, sondern von Millionen kleiner Sterne, deren Mehrzahl jenseits der optischen Kraft unserer stärksten Instrumente liegt. Die Richtigkeit dieser Behauptung wird der erfahrene Beobachter der Milchstraße bestätigen. Es ist nun einleuchtend, weshalb z. B. die Untersuchungen von W. Struve über den Bau der Milchstraße nur zu irrigen Resultaten führen mußten, da dieser von der eben erwähnten Thatsache keine Ahnung besaß, vielmehr von ganz entgegengesetzter Annahme ausging. Sehr richtig bemerkt Easton, daß auch die in Ausführung begriffene photographische Himmelskarte die eigentliche Milchstraße nicht erfassen wird, da die benutzten Instrumente nicht bis zu den Sternen aus denen die letztere besteht, reichen. Außerdem führe der photographische Prozeß nicht zu dem gleichen Ergebnisse wie das Erfassen durch das Auge. Die Photographie lasse interessante Einzelheiten erkennen, aber das Ganze der Milchstraße werde am besten durch das bloße unbewaffnete Auge erfaßt. E. E. Barnard sagt gelegentlich seiner Versuche, die Milchstraße zu photographieren: „Ein Voigtländersches Objektiv von 1 Zoll gab selbst nach $1^1/_2$ stündigem Exponieren keine Spur jener hellen, wolkigen Formen der Milchstraße, die dem unbewaffneten Auge so frappant erscheinen. Dennoch war die Platte überall gesprenkelt von kleinen Sternchen, deren Mehrzahl dem unbewaffneten Auge entzogen und demnach weniger hell als die Milchstraße ist. Die sensible Platte war nicht wie das Auge von der Lichtmenge getäuscht worden, aber da auf den Platten der Lichteindruck von der Lichtintensität abhängt, so mußte der Apparat die gewissermaßen individuellen Sternpunkte ergreifen. Hätte man länger exponiert, so ist klar, daß die Platte zuletzt auch das leuchtende Gewebe aufgenommen hätte, welches den Grund der Milchstraße bildet. Man könnte kaum auf frappantere Weise den Unterschied zwischen Intensität und Qualität des Lichtes in seiner Wirkung auf die photographische Platte sichtbar machen."

Als eine wichtige Arbeit über die Milchstraße muß der große Atlas von O. Boeddicker bezeichnet werden. Die Zeichnungen, welche er enthält, wurden nach Beobachtungen in den Jahren 1884 bis 1889 zu Birr Castle in Irland ausgeführt. Sie sind auf Blättern von 18 zu 23 Zoll reproduziert, und zwar in Lithographie. Nichtsdestoweniger hat Boeddicker seine Arbeit für sehr verbesserungsfähig erklärt, und in der That sind die Karten von Easton in mancher Hinsicht als wesentlicher Fortschritt über Boeddickers Arbeit hinaus zu betrachten. Sie bezeichnen das Höchste, was auf diesem Gebiete durch unmittelbare Beobachtung und Zeichnung erreicht worden ist; über sie hinaus führten erst die photographischen Aufnahmen der Milchstraße

von Wolf und Barnard. Easton giebt eine detaillierte Beschreibung des Aussehens der Milchstraße und ihrer Verzweigungen, sowie einen Katalog der hellen und dunkeln Flecke; letzterer enthält 164 Objekte. Unter ihnen ist ein dunkler Fleck von besonderem Interesse, den Easton als nördlichen Kohlensack bezeichnet. Nach den Beobachtungen erstreckt er sich von A Cygni bis fast zu α Cephei hin. In der Karte von Easton hat er eine viel zu unbestimmte Gestalt, und bei Heis ist er auch nur wenig besser dargestellt. Richtiger scheint mir die Darstellung von Houzeau zu sein, doch fehlt hier der nördliche Teil der Milchstraße überhaupt, so daß dieser Teil des Fleckes oder Kanals nicht in der Karte erscheint, weil er nur durch Kontrast mit der umgebenden Milchstraße sichtbar ist. Dieser dunkle Streifen scheint zuerst von Dr. Oehl am 24. Juni 1843 genauer beobachtet worden zu sein, und nennt ihn derselbe eine „dunkle Weltwolke". Auf neueren Photographien von Barnard kommt er deutlich zum Vorschein. Ranyard meint, diese und ähnliche dunkle Stellen seien durch ein dunkles Medium erzeugt, welches zwischen uns und der Milchstraße sich befindet; Prof. Barnard dagegen glaubt, daß dort wirkliche Lücken in dem Zuge der Milchstraße vorhanden sind und der erfahrene Beobachter der Milchstraße kann ihm darin nur beistimmen.

Easton hat es unternommen, die Verteilung der Sterne in einem Teile der Milchstraße zu untersuchen, in der Absicht, eine etwaige Beziehung der hellen Sterne zu den schwachen Sternen der Milchstraße zu ermitteln[1]). Da es nicht angeht, einen größeren Teil der Milchstraße in dieser Beziehung zu prüfen, so wählte er einige Regionen derselben im Sternbilde des Adlers. Diese Regionen sind folgende:

α		δ		
von	bis	von	bis	
$18^h\ 20^m$	$19^h\ 0^m$	0^0	$+3^0$	A
18 20	19 0	+3	+6	B
19 0	19 40	0	+3	C
19 0	19 40	+3	+6	D

In den Regionen A und B ist die Milchstraße weniger hell als in C und D, und überhaupt ist sie am schwächsten in der Region A, am hellsten in der Region D.

Um nun eine etwaige Beziehung der Sterne zu dem Aussehen der Milchstraße in diesen Regionen zu ermitteln, wurde die Durchmusterung des Himmels von Argelander (Sterne von 1. bis 9,5. Größe) und die (bis etwa 11. Größe) von Celoria zu zwei und zwei in Deklination kombiniert, daneben lieferten einige Sternaichungen ergänzendes Material. So ergab sich für das Verhalten der Häufigkeit der verschiedenen Sternklassen in den oben bezeichneten Bezirken A bis D und das Aussehen der Milchstraße umstehende Tabelle.

Aus dieser Zusammenstellung ergiebt sich, daß der Einfluß der Milchstraße sich erst in den Sternen von der 9. Größe ab bemerkbar zu machen beginnt, und zwar immer deutlicher, je lichtschwächer die Sterne sind.

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3270.

Sterngröße	Bezirk C + D	Bezirk A + B	Sterne mehr im Bezirke C + D	Bezirk D	Bezirk A	Sterne mehr im Bezirke D
1 bis 6,5 Bonner . .	9	8	+ 1	4	4	0
6,6 „ 7,0 Durchmust.	17	11	+ 6	10	3	+ 7
7,1 „ 7,5 „	16	18	— 2	11	6	+ 5
7,6 „ 8,0 „	27	36	— 9	14	23	— 9
8,1 „ 8,5 „	64	78	— 14	37	38	— 1
8,6 „ 9,0 „	185	171	+ 14	110	73	+ 37
9,1 „ 9,5 „	1035	955	+ 80	566	432	+ 134
1 „ 11 (Celoria) .	4476	2924	+1552	2658	1189	+1469
Milchstraße	hell	schwach	+	sehr hell	sehr schwach	+

Easton hat auch für eine Zone der Milchstraße im Schwane, welche einen der hellsten Flecke und ebenso eine der dunkelsten Stellen derselben enthält, die Häufigkeit der Sterne der Bonner Durchmusterung untersucht und wiederum gefunden, daß die Sterne 9. bis 9,5. Größe bereits in Bezug auf ihre Zahl eine Beziehung zu der Helligkeit der Milchstraße andeuten, die auch in den Sternmessungen und den Zählungen der Sterne auf einigen photographischen Aufnahmen von Prof. Max Wolf immer deutlicher hervortritt je lichtschwächer die Sterne sind. Dies ist an sich nicht überraschend. Denn da die Milchstraße erwiesenermaßen fast nur aus sehr schwachen Sternen besteht, von denen die meisten sogar jenseits der Leistungsfähigkeit großer Teleskope liegen, so ist klar, daß das Übergewicht der Sterne in dem Streifen, welcher die Milchstraße durchzieht, um so deutlicher hervorkommen muß, je lichtschwächere Sterne man in Betracht zieht. Das ist die unmittelbare Thatsache, es fragt sich aber, wie sie zu erklären ist. Struve, der zuerst ausgedehnte Untersuchungen nach dieser Richtung angestellt hatte, kam zu dem Resultate, daß die Erscheinung der Sternhäufung oder Kondensation und der Anblick der Milchstraße identische Erscheinungen sind, und daß die wahren mittlern Distanzen der Sterne voneinander in dem Maße kleiner sind, als die Sterne der Ebene der Milchstraße näher stehen. Man kann diesem Ergebnisse insofern beistimmen, als es sich um die mittlern scheinbaren Distanzen der Sterne voneinander handelt, da die wahren Entfernungen uns nicht bekannt sind. Easton kommt zu dem Ergebnisse, daß die Hypothese einer relativ gleichförmigen Verteilung der Sterne und Sternhaufen in der Ebene der Milchstraße mit den von ihm angestellten und oben mitgeteilten Vergleichungen nicht zu vereinigen ist. Denn in diesem Falle müßte man annehmen, daß die Minima und Maxima der Sternhäufigkeit sich nach allen Richtungen zufällig verteilt darstellten, keineswegs aber in bestimmten Richtungen häufiger auftreten. Auch müßte man schließen, daß die große Mehrzahl der Milchstraßensterne nicht viel weiter von uns entfernt sei, als die Sterne 9. und 10. Größe. Das Zusammenfallen der größten Häufigkeit der Sterne 9. bis 15. Größe mit den hellsten Regionen der Milchstraße und deren

relative Seltenheit an den Stellen, wo die Milchstraße schwach ist, beweise eine wirkliche Beziehung dieser Sterne zur Milchstraße selbst. „Die Kompliziertheit des Milchstraßenbildes und der Umstand, daß die erwähnte Beziehung sowohl in sternarmen als hellen Regionen gefunden wird, verbietet die Annahme, daß wir in allen diesen Fällen nur auf unregelmäßige Sternhaufen getroffen seien, die uns zufällig näher stehen, aber nicht einer sehr ausgedehnten Zone angehören." Easton hält die Hypothese eines Sternringes, der von dem centralen Teile des großen Milchstraßensystems relativ isoliert ist, nicht für unvereinbar mit der Thatsache, daß an mehreren Stellen Sterne heller als 9. Größe an der Milchstraße zu partizipieren scheinen. Ebensowenig sei erwiesen, daß alle Teile dieses hypothetischen Ringes, dessen sehr große Unregelmäßigkeit klar eine Betrachtung der Zeichnungen oder Photographien der Milchstraße ergebe, von uns sich in überall gleicher Entfernung befinden; es scheine vielmehr nicht unmöglich, daß spätere Untersuchungen das Vorhandensein einer oder mehrerer Spiralen erweisen würden.

Struves Untersuchungen in den Etudes d'astronomie stellaire (1847) beruhen auf den Sternverzeichnissen von Lalande, Bessel und Argelander, sowie auf William Herschels Sternaichungen. Besonders Bessels Zonenbeobachtungen in der Reduktion von Weisse (dessen Katalog die Zahl von 31 895 Sternen zwischen $+15^0$ und -15^0 Deklination, für 1825,0 enthält) spielen eine wichtige Rolle hierbei. Nach Ausschluß der Sterne 10. Größe der mehrfach beobachteten und der nicht ganz genau innerhalb der angegebenen Grenzen befindlichen Sterne, findet Struve folgende Verteilung auf die Größenklassen:

1. bis 6. Größe:	664 Sterne.	8. Größe:	8183 Sterne.
7. „	2500 „	9. „	19738 „

Eine Vergleichung mit Argelanders Uranometrie und Piazzis Kataloge läßt Struve an der Hand einer scharfsinnigen Analyse zu dem Resultate gelangen, daß die Gesamtzahl der von Bessel in der angegebenen Zone beobachteten Sterne 1. bis 9. Größe sich zur Gesamtzahl aller überhaupt dort vorhandenen verhalte, wie 0,5956 : 1, daß sonach die Zahl sämtlicher dort vorhandenen Sterne der angegebenen Größenklassen sich auf 52199 belaufe. Die fernere Untersuchung des Grades der Vollständigkeit des genannten Katalogs je nach den 24 Stunden der Rektascension und der Sterngröße führte dann zu einer Tafel der Sternzahl zwischen $+15^0$ und -15^0 in den einzelnen Stunden der Rektascension, in welchen die Maxima auf $6^2/_3{}^h$ und $18^2/_3{}^h$, die Minima auf $1^1/_2{}^h$ und $13^1/_2{}^h$ fallen. Da bei den Betrachtungen über die Sternfülle der einzelnen Rektascensionsstunden von den Deklinationen Abstand genommen wurde, so kann man sich die gewonnenen Zahlen graphisch am Rande einer kreisförmigen Scheibe versinnlichen, deren Mittelpunkt die Sonne einnimmt. Man findet dann, daß die Linie der größten Sternfülle, nämlich diejenige, welche die beiden Punkte größter Sterndichte am Rande der Scheibe miteinander verbindet, nicht genau durch die Sonne geht, sondern um einen geringen Betrag davon abweicht. Der Mittelpunkt dieser Sehne ist der wahre Centralpunkt für die Sterngruppierung

und von ihm weicht die Sonne in der Richtung des Rektascensionskreises von 13^h ab.

Struve geht nun weiter über zur Vergleichung dieser Resultate mit den Erscheinungen, welche uns die Milchstraße darbietet. Die beiden Maximalpunkte der Sternfülle in $6^h\ 40^m$ und $18^h\ 40^m$ Rektascension fallen fast ganz genau mit der Lage der Milchstraße im Äquator zusammen. Wenn es sich herausstellte, daß die Lage der Sonne gegen den Sternengürtel etwas excentrisch ist und zwar in der Richtung gegen das Sternbild der Jungfrau, so bestätigt sich dies in dem Zuge der Milchstraße, deren Nordpol $12^h\ 38^m$ Rektascension und $31{,}5^0$ nördliche Deklination besitzt. Struve findet es daher außer Zweifel, „daß die Erscheinung der Sternhäufung oder Kondensation, aufs engste mit der Natur der Milchstraße verbunden ist oder vielmehr, daß diese Kondensation und der Anblick der Milchstraße identische Erscheinungen sind", und fährt dann fort: „Herschel hat 1817 bewiesen, daß die Milchstraße unergründlich für sein 40 füßiges Teleskop ist. Die nämliche Unsicherheit über die Grenzen der sichtbaren Sterne existiert in allen anderen Richtungen des Himmelsgewölbes, also auch gegen die Pole der Milchstraße hin. Nirgendwo sind wir imstande, die letzten Sterne zu unterscheiden. Hieraus folgt, daß, wenn wir alle die Sonne umgebenden Fixsterne ein großes System bilden sehen, nämlich eben jenes der Milchstraße, wir in vollkommener Unkenntnis über seine Ausdehnung sind und daher nicht die geringste Idee über die äußere Form dieses ungeheuren Systems besitzen."

Aus 266 Sternaichungen des älteren Herschel findet Struve, daß die größte Sternmenge sehr nahe auf diejenigen Punkte fällt, welche auch die Maxima der Sterne bis zur 9. Größe aufweisen. Das absolute Minimum der Verdichtung, gegen 12^h Rektascension hin, stimmt ebenfalls mit der Lage der Sonne gegen den Nordpol der Milchstraße in einer geringen Distanz von der Hauptebene überein. Die Aichungen ergeben indes weit größere Unterschiede in den Extremen der Sterndichte, als die Zonen Bessels aufweisen. Im Mittel der beiden Maxima und Minima der Häufigkeit der Sterne 1. bis 9. Größe findet sich für das Verhältnis der geringsten zur größten Häufigkeit 1 : 2,51, während die Aichungen für dasselbe Verhältnis 1 : 14,1 ergeben. „Hieraus folgt", sagt Struve, „daß in der Entfernung der letzten in Herschels Teleskop sichtbaren Sterne in der Richtung des Poles der Milchstraße die Dichtigkeit der Sterne weniger als $^1/_5$ von derjenigen ist, welche in der äußersten Entfernung der Sterne 9. Größe stattfindet. Die fortwährende Abnahme der Sternfülle in der senkrecht zur Hauptebene befindlichen Richtung ist also durch die Beobachtung erwiesen."

Struve versuchte weiter das Gesetz der mittleren Sternverdichtung in den verschiedenen Abständen senkrecht zur Ebene der Milchstraße auf Grund von Herschels Aichungen zu bestimmen und indem er den Radius der Sphäre, welche alle in Herschels Teleskop noch sichtbaren Sterne umschließt, zur Einheit nahm, leitete er eine Formel ab, welche für die verschiedenen linearen Distanzen x von der Ebene der Milchstraße, die zugehörige Sternhäufigkeit oder Dichtigkeit ϱ ergab. Die Bemerkung, daß, wenn der lineare Abstand zweier benachbarter Sterne in der Mitte der Milchstraße zur Ein-

heit genommen wird, die mittlern Abstände der den einzelnen x entsprechenden Sterne sich umgekehrt wie die Kubikwurzel aus ϱ verhalten, ergab dann die mittlern Distanzen dieser Sterne. Auf diese Weise wurde folgende Tafel erhalten, welche sich von $x = 0$ bis $x = 0{,}866$ ($= \sin 60^\circ$) erstreckt. Über diesen Wert hinaus ist die Formel nicht verwendbar.

Abstand von der Ebene der Milchstraße	Sternhäufigkeit			Mittlere Distanz zweier benachbarter Sterne
$x =$	ϱ	ϱ'	ϱ''	$d =$
0,00	1,00000	(1,0000)	1,0000	1,000
0,05	0,48568	(0,9755)	0,9459	1,272
0,1	0,33288	(0,9111)	0,8185	1,458
0,2	0,23895	(0,7422)	0,5659	1,611
0,3	0,17980	(0,6075)	0,4267	1,772
0,4	0,13021	(0,5244)	0,3607	1,973
0,5	0,08646	(0,4766)	0,3278	2,261
0,6	0,05510	(0,4480)	0,3097	2,628
0,7	0,03079	(0,4302)	0,2989	3,190
0,8	0,01414	(0,4187)	0,2920	4,136
0,866	0,00532	(0,4132)	0,2888	5,729

Die durch die Tafel nachgewiesene Abnahme der Sternhäufigkeit mit wachsender Entfernung von der Ebene der Milchstraße zeigt sich auch in den Zählungen der Besselschen Zonensterne 1. bis 9. Größe. Struve findet für eine, dem Radius der Sphäre, welche die Sterne 1. bis 7. Größe umschließt, gleiche Distanz der Schicht von der Ebene der Milchstraße, die mittlere Sternhäufigkeit = 0,40525, für eine dem Radius der Sphäre, welche die Sterne 1. bis 8. Größe umschließt, gleiche lineare Distanz von der Ebene der Milchstraße dieselbe Sterndichte = 0,28410. Wird nun die Entfernung der äußersten Sterne, welche Herschels Teleskop wahrnehmen ließ, = 1,0 gesetzt, so findet derselbe Astronom ferner als

Radius der Sphäre, welche umschließt:

die Sterne 9. Größe: 0,16567
„ „ 8. „ 0,10907
„ „ 7. „ 0,06338

Für die Distanz 0,06338 findet sich nun:

nach Herschels Aichungen: Sterndichte 0,41365
„ Bessels Zonen: Sterndichte . . 0,40525
Differenz . . 0,00840

Für die Distanz 0,10907 ergiebt sich:

nach Herschels Aichungen: Sterndichte 0,31083
„ Bessels Zonen: Sterndichte . . 0,28410
Differenz . . 0,02673

Diese Übereinstimmung sah Struve als Beweis dafür an, daß dasselbe Gesetz der Verdichtung gegen die Milchstraße hin auch für die Sterne in dem Abstande der 8. Größe geltend sei. Auf das Irrige dieses Schlusses habe ich schon vor 30 Jahren hingewiesen[1]). Wäre nämlich die Kondensation für die Sterne der letzten Klasse gegen die Ebene der Milchstraße die nämliche wie für die kleinen Sterne die Herschel in seinem Teleskope noch erblickte, so müßte für alle Winkelabstände von der Ebene der Milchstraße wenigstens das Verhältnis beider Dichtigkeiten ein konstantes sein. Ich habe, der obigen Tafel der Sternhäufigkeit nach Herschels Aichungen entsprechend, eine analoge für die Sterne 1. bis 7. Größe nach Bessels Zonenbeobachtungen berechnet, die erhaltenen Werte sind die eingeklammerten der obigen Tafel unter der Rubrik ϱ'. Die Werte von ϱ'' sind durch Struve berechnet und beziehen sich auf die Sterne 1. bis 8. Größe. Vergleicht man diese mit den daneben stehenden, welche sich auf alle noch in Herschels Teleskop sichtbaren Sterne bezieht, so erkennt man sofort, daß die Sterne der 1. bis 7. Größe wesentlich anders gruppiert sind. Faßt man sämtliche überhaupt sichtbaren Sterne ins Auge, deren Mehrzahl in der Milchstraße liegt, so nimmt eben deshalb die Sterndichte in gleichen Winkelabständen von der Milchstraße weit rascher ab, wie wenn man bloß die Sterne der 1. bis 7. Größe betrachtet. Diese Abnahme würde noch rascher sein, wenn Herschels Teleskope mächtiger gewesen wären, und ihm also in der Milchstraße selbst mehr Sterne gezeigt hätten. Die Ansicht Struves, die aus seiner ganzen Untersuchung hervorgeht: sämtliche für uns wahrnehmbaren Fixsterne gehörten zum Systeme der Milchstraße und die mittleren Distanzen zwischen zwei benachbarten Sternen nähmen in dem Maße zu, als die Sterne entfernter von der Ebene der Milchstraße ständen, erweist sich daher nicht als stichhaltig. Diese Distanzen fallen nämlich für die verschiedenen Schichten, wie sich aus obiger Tafel ergiebt, viel gleichmäßiger aus, wenn man die kleinen Sterne der Milchstraße ausschließt. Auch berechnet Struve die von ihm angegebenen Distanzen, indem er den Radius der Milchstraße benutzt, was für die Sterne im Pole der Milchstraße offenbar nicht zulässig ist. Die Sterne in der Nähe desselben stehen eben nicht so weit von uns entfernt, als diejenigen der Milchstraße. Einen direkten Beweis für diese Thatsache hat Struve sogar selbst beigebracht. Aus Herschels Sternaichungen findet sich, daß sich die Zahl der Sterne in der Nähe des Nordpols der Milchstraße zur Zahl derjenigen in ihrer Ebene wie 1 : 29,4 verhält. Für die Sterne 1. bis 7. Größe ist dieses Verhältnis bloß 1 : 2,51. Will man aber, wie man bei dieser ganzen Untersuchung notwendig muß, eine dem Raume proportionale Verteilung der Fixsterne annehmen, so folgt aus diesen Thatsachen keineswegs eine größere mittlere Distanz der Sterne an den Polen der Milchstraße, sondern vielmehr eine größere Nähe derselben. An den Polen der Milchstraße ist die Begrenzung unserer Fixsternschicht wahrscheinlich bereits erreicht worden, und sie liegt uns verhältnismäßig nahe, weil die Zahl der sehr lichtschwachen Fixsterne im Verhältnis zu derjenigen 1. bis 9. Größe, bei Anwendung der größten Teleskope nur wenig

[1]) Klein, Handbuch d. allgem. Himmelsbeschreibung, 1872, Bd. 2, S. 311.

zunimmt; in der Milchstraße zeigen sich hingegen fortwährend zahllose neue Sterne in dem Maße, als die Kraft des Teleskops wächst. Diese Ergebnisse haben durch die neueren, weit umfassendern und auf einem viel reichern Materiale beruhenden Untersuchungen von Prof. Seeliger eine sehr wünschenswerte Vertiefung erhalten[1]). Was zunächst die scheinbare Verteilung der Sterne welche in der Bonner Durchmusterung enthalten sind, anbetrifft, so findet Seeliger, daß die Annahme durchschnittlich gleicher, räumlicher Verteilung und Leuchtkraft derselben, die so oft gemacht wird, unhaltbar ist. Es dürfte, sagt er, keinem Zweifel unterliegen, daß die Zahl der Sterne zwischen 6. und 9. Größe beträchtlich langsamer mit der Größenklasse zunimmt, als die ihr zu Grunde liegende Annahme erfordere. Die scheinbare Verteilung der Fixsterne ist sehr unregelmäßig. Sieht man von lokalen Verschiedenheiten ab und betrachtet die Verteilung der Sterne nur in allgemeinen Zügen, so gruppiert sich alles um die Milchstraße. Systematische Zählungen liegen in der Bonner Durchmusterung bis zur Größenklasse 9,5 vor; die sogenannten Aichungen Herschels (welche nichts anderes sind als Zählungen der Sterne, die im Gesichtsfelde seines großen Reflektors sichtbar waren) erstrecken sich auf sehr lichtschwache Sternchen und zwischen beiden Zählungen gähnt eine Kluft, die nur durch ganz spärliche Zwischenglieder überbrückt ist. Für die Verteilung der schwächeren Sterne kommen außer den Sternaichungen der beiden Herschel in Betracht: die Ekliptikalkarten von C. H. F. Peters und des Pariser Observatoriums, deren Verwendung für die hier zu behandelnden Fragen indessen, wie Prof. Seeliger näher begründet, kaum ratsam ist. Außerdem liegt nur noch eine einzige, sehr sorgfältige und darum besonders wichtige Arbeit von Celoria vor. Derselbe hat mit einem Plößlschen Fernrohre von 10 cm Öffnung die Sterne zwischen den Deklinationen $+0^0$ und $+6^0$ abgezählt und die von ihm gewonnenen Zahlen sind vorderhand das einzige Zwischenglied zwischen den Bonner Durchmusterungen und den Herschelschen Sternaichungen. Er findet[2]), daß in den Milchstraßengegenden eine plötzliche Zunahme der Sternhäufigkeit und kein allmählicher Übergang eintritt. „Wie in unsern Meeren fast immer nach einer kurzen Küstenstrecke der Boden sich plötzlich senkt, so wachsen in den Milchstraßengegenden, besonders nahe 19^h, die Sterndichten plötzlich und die Sterne vertiefen sich schnell auf große Entfernungen im Raume."

Auf Grund einer genauen Untersuchung derselben kommt Seeliger zu dem Resultate, daß diese von Celoria gezählten Sterne sich in ihrer Verteilung in Bezug auf die Milchstraße sehr nahe ebenso verhalten, wie die Durchmusterungssterne von der Größe 1 bis 9,0. Das Gesagte gilt natürlich nur für Mittelzahlen, die sich auf ein größeres Areal beziehen. Einzelne Gegenden kleineren Umfanges zeigen manchmal ein ganz anderes Verhalten und besonders scheint dies in der Milchstraße selbst der Fall zu sein.

Das schätzbarste Material für das Studium der scheinbaren Verteilung der Sterne bilden die von W. und J. Herschel angeführten Sternaichungen,

---

[1]) Abh. d. Kgl. Bayer. Akad., 2. Kl., 19. Bd., 3. Abt., München, 1898. —
[2]) Mem. del R. Ist. Lombardo Cl. d. Science math. e nat., Vol. 14, p. 43.

welche, wie Prof. Seeliger betont, in der That ein ziemlich zuverlässiges Bild des Fixsternhimmels bis zu einer der 13. oder 14. photometrischen Sterngröße entsprechenden Helligkeit abgeben. „Die Resultate der Sternaichungen von W. Herschel sind durch die Publikation Holdens[1]) leicht zugänglich, während die am Kap von J. Herschel ausgeführten Abzählungen in dem Kapwerke[2]) übersichtlich zusammengestellt sind. Holden war in der glücklichen Lage, den bekannten 683 Sternaichungen von W. Herschel 405 bisher unveröffentlichte hinzufügen zu können. W. Herschels Aichungen sind nicht nach einem festen, von vornherein aufgestellten Plane ausgeführt, und deshalb sind die einzelnen Felder keineswegs gleichförmig über den Himmel verteilt; bei J. Herschel ist dies aber in hohem Grade der Fall, was seine Abzählungen besonders wertvoll macht. Von Bedeutung ist auch der Umstand, daß J. Herschel dasselbe Instrument wie sein Vater benutzte und offenbar alle von dem letzteren getroffenen Vorsichtsmaßregeln und Beobachtungsmethoden genau befolgte. Man kann deshalb von vornherein die Sternaichungen J. Herschels direkt als eine Fortsetzung der älteren Arbeit ansehen."

Bei seinen Untersuchungen denkt sich Prof. Seeliger den Himmel durch zu der Mitte der Milchstraße gezogene Parallelkreise in 9 Zonen zerlegt. Zone 1 reicht von 0° bis 20° galaktischer Nordpoldistanz, Zone 2 von 20° bis 40° u. s. f., Zone 5 enthält die Milchstraße, Zone 9 enthält den Südpol der Milchstraße und reicht bis 160° Nordpoldistanz.

Die folgende Tabelle enthält die von Seeliger gefundenen Resultate der Zusammenstellung aller Herschelschen Sternzählungen für diese einzelnen Zonen. In dieser Tabelle bezeichnet A die Zahl der Aichungen und Z die

Zone	W. Herschel		J. Herschel		Mittel	auf 1 Qu.-Grad Sterne
	A	Z	A	Z		
1	20	5,3	—	—	5,3	107
2	53	7,7	11	7,0	7,6	154
3	116	14,0	63	13,7	13,9	281
4	105	30,0	208	26,5	27,7	560
5	334	139,2	391	66,7	100,0	2019
6	212	38,9	505	30,9	33,3	672
7	132	12,5	395	13,0	12,9	261
8	62	6,3	217	8,0	7,6	154
9	25	4,2	70	6,0	5,5	111

durchschnittliche Anzahl der im Gesichtsfelde des Fernrohrs, welches 15′ 4″ im Durchmesser hatte, gezählten Sterne.

„Die Zahlen von W. und J. Herschel", erläutert Prof. Seeliger, „zeigen im allgemeinen eine sehr befriedigende Übereinstimmung. Nur die

[1]) Publications of the Washburn Obs., Vol. 2. — [2]) Results of Astr. Obs. at the Cape of good Hope, London 1847, p. 373 ff.

Zone 5, in welcher die Milchstraße liegt, macht eine auffällige Ausnahme. Zum Teil liegt dies wohl darin, daß W. Herschel recht helle Partien der Milchstraße, deren Struktur zu erforschen er sich zur Hauptaufgabe stellte, bevorzugte; auch eine Korrektur der Annahme, daß die Milchstraße längs eines größten Kreises verläuft, kann möglicherweise die beiden Angaben einander nähern. Dann ist aber auch durchaus nicht ausgeschlossen, daß die Milchstraße am südlichen Himmel thatsächlich im Durchschnitt nicht so sternreich ist, wie am Nordhimmel. Wenn man aber den typischen Verlauf der Sternverteilung ins Auge fassen will, so wird man um so mehr berechtigt sein, auch für Zone 5 die Mittelwerte als die den einzelnen Zonen zugehörigen Sternfüllen anzusehen. Diese Mittel enthält die vorletzte Kolumne, während die letzte die hieraus berechnete Sternenzahl auf dem Areale eines Quadratgrades angiebt. Aus den letztern Zahlen würde folgen, daß in dem Herschelschen Teleskope am ganzen Himmel rund 27 Millionen Sterne zu sehen sind."

Im allgemeinen darf man schließen, daß die Grenze unseres Sternsystems jenseits der den Sternen 11. Größe entsprechenden Entfernung liegt und zwar in der Richtung gegen die Ebene der Milchstraße um 1. bis 2. Sterngrößen weiter. Unter gewissen Annahmen kommt Prof. Seeliger zu dem ferneren Ergebnisse, daß die Zahl aller leuchtenden Sterne unseres Systems zwischen 27 und 41 bis 64 Millionen beträgt. Die Grenzen desselben würden an den Polen der Milchstraße etwa 500, in der Milchstraße selbst 1100 Siriusweiten betragen. Die Milchstraße selbst erklärt Prof. Seeliger nicht für eine gesondert für sich bestehende Erscheinung, sondern für etwas, womit die ganze Konstitution des Fixsternsystems zusammenhängt, weil ihr Einfluß auf die scheinbare Verteilung der Sterne schon in der Nähe der Pole beginnt und in einem stärkeren Maße steigt, je mehr man sich ihr nähert.

Der siderische Inhalt der Milchstraße an Sternhaufen und nebeligen Sternwolken ist höchst mannigfach und keineswegs symmetrisch gruppiert.

Barnard, der einen sehr großen Teil der Milchstraße photographisch aufgenommen hat, findet[1]), daß die Struktur derselben im einzelnen überaus verschiedenartig ist. In gewissen Teilen bestehen die Wolkenformen aus großen Sternen, in andern aus sehr feinen Sternchen wie Staubpartikeln. Um von der wunderbaren Mannigfaltigkeit und dem komplizierten Baue der Milchstraße eine richtige Vorstellung zu geben, ist die Umgebung von ϑ Ophiuchi nach der Aufnahme, die E. E. Barnard mit einer 6zölligen Willard-Linse davon gemacht hat, hier (Fig. 91) reproduziert. Vom Skorpion durch den Schützen aufsteigend begegnet man in der Milchstraße Nebeln und verdichteten Haufen, die wie zufällig über dieselbe zerstreut sind. Im Schwan trifft man dagegen auf eine Region, in der ungeheure Mengen verschwommenen Nebels auftreten, vermischt mit Sternen, und ebenso im Cepheus. Die Thatsache, daß manche Sternhaufen, wie z. B. die Hyaden, Präsepe, der Haufen im Perseus, völlig nebelfrei erscheinen, während andere, wie die Ple-

[1]) Astronomy and astrophysic 1894, Vol. 13, p. 177.

jaden, der große Nebel im Sternhaufen des Cepheus, Wolfs großer Nebel bei α Cygni, Sterne mit Nebel untermischt enthalten, ist sehr merkwürdig und spricht, nach Barnard, für die Hypothese der Bildung von Sternen aus Nebelmaterie.

Scheiner weist darauf hin[1]), daß eine große Ähnlichkeit unseres Fixsternsystems einschließlich der Milchstraße mit dem großen Andromedanebel besteht. „Der innere Teil des Andromedanebels entspricht dem Komplexe derjenigen Fixsterne, welche nicht zur Milchstraße gehören, letztere entspricht den Spiralen des Andromedanebels. Die Unregelmäßigkeiten der Milchstraße, besonders ihre Teilungen lassen sich, wie dies schon Easton versucht hat, sehr gut deuten, wenn man dieselbe ebenfalls als ein System von Spiralen auffaßt und nicht als Ringsystem. Der wichtigste Grund für diese Annahme liegt in dem Umstande, daß die Ringnebel, im Gegensatze zu den Spiralnebeln, sämtlich Gasspektra besitzen. Es scheint nicht unmöglich zu sein, trotz der ungünstigen Projektion, in welcher wir die Milchstraße sehen, ihre Hauptformen als Spiralen festzustellen und weiterhin die Eigenbewegungen der Milchstraßensterne in einen Zusammenhang hiermit zu bringen."

Mag man nun diese Auffassung teilen oder der Ansicht sein, daß die Milchstraße eine optische Erscheinung ist, die lediglich hervorgerufen wird durch die Gruppierung einer unbestimmt großen Anzahl von Sternhaufen, Nebelflecken und formlosen feinen Nebelmassen nahe in einer Ebene: jedenfalls können diese Schlüsse nach dem Standpunkte der Wissenschaft am Schlusse des Jahrhunderts nichts anderes sein als bloße Vermutungen über die Organisation der höchsten uns bekannten Weltenanordnung im Kosmos.

---

[1]) Astr. Nachr., Nr. 3549.

Fig. 91.

Die Milchstraße in der Umgebung von ϑ Ophiuchi, nach der photographischen Aufnahme von E. E. Barnard.

Vierte Abteilung.

Durchmusterung des siderischen Inhalts der Sternbilder, welche in Mitteleuropa sichtbar sind.

Die nachfolgende Aufzählung der bei uns sichtbaren Sternbilder und ihres siderischen Inhalts beschränkt sich auf die wichtigern Objekte des letztern, besonders diejenigen, welche in der vorhergehenden Abteilung dieses Werkes erwähnt wurden.

Die Rektascensionen (α) und Deklinationen (δ) beziehen sich auf 1900,0.

Bei den Doppelsternen bezeichnet Σ nebst beigefügter Zahl W. Struves Catalogus Generalis Petersburg 1832, Σ^1 dessen Catalogus Novus Dorpat 1827, $O\Sigma$ Otto Struves Pulkowoer Kataloge, β Burnhams General-Katalog von 1900. Aus diesen Verzeichnissen sind alle diejenigen Doppelsterne aufgeführt, deren hellere Komponente mit bloßem Auge sichtbar ist. Die Distanzen in Bogensekunden sind durch d, die Positionswinkel durch p bezeichnet und der Name des betreffenden Beobachters ist beigefügt.

Von den veränderlichen Sternen sind im allgemeinen nur diejenigen aufgenommen, welche nach Chandlers 3. Verzeichnis im Maximum ihres Lichtes wenigstens 8,0. Größe erreichen.

Die Sternhaufen und Nebelflecke sind mit ihren Nummern gemäß dem neuen General-Katalog (N. G. K.) bezeichnet; der Buchstabe M mit beigesetzter Zahl giebt die Bezifferung in Messiers Verzeichnis.

Andromeda.

A. Doppelsterne.

2 (β 1147)

α 22^h 58^m, δ + 42° 14′.

Der Hauptstern 5,6. Gr. hat nach J. Herschel in $d = 50''$, $p = 347°$ (1830) einen Begleiter 10. Gr. Burnham vermutete am 12-Zoller, daß der Hauptstern selbst doppelt sei und fand dies 1889 am 36-Zoller bestätigt. 1891,72 $d = 0{,}23''$, $p = 323{,}4°$. Der Begleiter ist 8,5. Gr. und zeigt rasche Umlaufsbewegung.

8 (β 717)

α 23^h 13^m, δ + 48° 29′.

Von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckt, 5,5. und 13,0. Gr. 1898,76 $d = 7{,}62''$, $p = 162{,}3°$, Burnham.

β 388

α 23^h 30^m, δ + 37° 37′.

Von Burnham am 6-Zoller als doppelt erkannt, 6,3. und 10,8 Gr. 1898,68 $d = 21{,}28''$, $p = 333{,}5°$, Doolittle.

β 995
α $23^h\ 43^m$, δ + 46° 17′.

Der Hauptstern 6,5. Gr., der Begleiter 9,5. Gr., von Burnham am $18^1/_2$zölligen Refraktor von Chicago entdeckt: 1891,75 $d = 0{,}77''$, $p = 239{,}8°$. Änderung im Positionswinkel seit 1879 ist wahrscheinlich.

α (Σ^1 2874)
α $0^h\ 3^m$, δ + 28° 32′.

Von W. Herschel 1781 als doppelt erkannt, 2,0. und 9,5. Gr. Ein optischer Doppelstern. 1879: $d = 70{,}2''$, $p = 272°$, Burnham.

28 (β 1095)
α $0^h\ 25^m$, δ + 29° 12′.

Von Burnham am 36-Zoller (1889) als doppelt erkannt, 5,5. und 13,5. Gr. 1898,73: $d = 2{,}34''$, p + 4,5°, Burnham.

π (Σ^1 42)
α $0^h\ 32^m$, δ + 33° 10′.

Ein Stern 4. Gr. mit einem Begleiter 9. Gr. in $d = 36''$, von W. Herschel 1780 entdeckt. Burnham sah noch einen Begleiter 11,5. Gr. in $d = 55''$, $p = 357°$.

δ (β 491)
α $0^h\ 34^m$, δ + 30° 19′.

Ein orangefarbener Stern 3,3. Gr. mit einem Begleiter 10. Gr. in $d = 229''$, $p = 94{,}4°$. Burnham sah 1878 am 26-Zoller noch einen Begleiter 13. Gr. 1898,55: $d = 27{,}90''$, $p = 299{,}2°$. Ein physisches System.

μ
α $0^h\ 51^m$, δ + 37° 58′.

Von J. Herschel als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 4., der Begleiter 9,5. Gr. in $d = 30''$.

ψ (Σ 79)
α $0^h\ 54^m$, δ + 44° 11′.

Von W. Herschel am 24. Okt. 1786 entdeckt. Der Hauptstern ist 6. Gr. und weiß, der Begleiter 7. Gr. und bläulich, 1832: $d = 7{,}6''$, $p = 192{,}4°$, Struve.

β (Σ^1 89)
α $1^h\ 4^m$, δ + 35° 5′.

Um diesen Stern 2,5. Gr. stehen innerhalb eines Kreises von kaum mehr als 5′ Radius nach Burnham sechs sehr schwache Sternchen 10. bis 12. Gr., das hellste in $d = 304''$, $p = 294°$ (1879).

ω (β 999)
α $1^h\ 22^m$, δ + 44° 53′.

Vierfach, von Burnham entdeckt: A 5,3., B 11,5., C 10,5., D 10,5. Gr., 1898,39 A und B: $d = 2{,}71''$, $p = 96{,}7°$, 1897,82 A und C: $d = 128{,}84''$, $p = 110{,}4°$, 1897,82 C und D: $d = 5{,}07''$, $p = 136{,}8°$. Der entfernte doppelte Begleiter wurde 1872 von Burnham am 6-Zoller erkannt, der enge Begleiter des hellen Sterns 1881 am 12-Zoller der Lick-Sternwarte.

55
α $1^h\ 47^m$, δ + 40° 14′.

Der Hauptstern 6., der schwache Begleiter 10,5. Gr., letzterer in $d = 20''$, $p = 356{,}5°$ (1830). J. Herschel sagt „ein schöner nebeliger Stern", gegenwärtig ist keine Spur von Nebel bei diesem Stern zu erkennen.

56
α $1^h\ 50^m$, δ + 36° 46′.

Beide Sterne 6. Gr. und gelb, der südlichere etwas dunkler. 1836: $d = 17\ 7'$ 1863 $d = 181''$.

γ (Σ 205.)
α $1^h\ 58^m$, δ + 41° 51′.

Schon Christian Mayer erkannte die Duplicität. Der Hauptstern 3. Gr. und goldfarbig, der Begleiter 6. Gr. und blau. Die Farben sind recht intensiv. 1877,05 $d = 10{,}103''$, $p = 62{,}68°$, Schiaparelli. Eine Stellungsveränderung ist nicht mit Sicherheit zu erkennen.

Am 21füßigen Refraktor zu Pulkowo fand Struve 1842 den Begleiter wiederum doppelt, 6,7. und 8,5. Gr., $d = 0{,}51''$. Auch Dawes und Lassell sahen die Trennung, ohne Messungen ausführen zu können. 1854 und 1856 konnte Dembowski nur eine längliche Gestalt erkennen, 1863 sah er deutlich die Duplicität und schätzte $d = 0{,}4''$.

Burnham fand 1880 $d = 0{,}36''$, $p = 107{,}9°$ und konnte 1888,6 selbst am 36-Zoller der Lick-Sternwarte bei 2700facher Vergrößerung nur eine schwache Verlängerung in $p = 120°$ erkennen, 1890 war auch bei bester Luft der Stern völlig rund, so daß nach Burnham die Distanz beider Sterne kaum 0,05″ gewesen sein kann.

59 (Σ 222)
α $2^h\ 5^m$, δ + 38° 34′.

Von Bradley entdeckt. Der Hauptstern ist 6,7., der Begleiter 7,2. Gr., und

beide sind weiß. Nach Struve war 1831: $d = 16{,}48''$, $p = 34{,}80°$.

(Σ 228)
δ $2^h\ 8^m$, $\delta + 47°\ 1'$.

Der Hauptstern ist 7., der Begleiter 8. Gr.; 1831: $d = 1{,}08$, $p = 262{,}1°$. Struve. Seitdem hat die Distanz stetig abgenommen, Dunér 1875 $d = 8{,}52''$.

B. Veränderliche Sterne.

T
α $0^h\ 17^m$, $\delta + 26°\ 26'$.

Im Maximum 7,7. Gr., im Minimum unter 12. Gr. Periode 265^d.

R
α $0^h\ 19^m$, $\delta + 38°\ 1'$.

Maximum 5,6. Gr., Minimum unter 12. Gr. Periode 411^d. Der Stern ist stark gelbrot.

S
α $0^h\ 37^m$, $\delta + 40°\ 43'$.

Nova von 1885 im großen Nebel der Andromeda.

C. Nebel und Sternhaufen.

205
α $0^h\ 35^m$, $\delta + 41°\ 8'$.

Von Miß Herschel 1783 entdeckt. W. Herschel beschreibt ihn als hellen und großen Nebel, 30′ lang, 12′ breit. Bond hat ihn in Sterne aufgelöst und gezeichnet, doch ist diese Zeichnung nach Rosses Urteil zu schematisch.

224 (*M* 31)
α $0^h\ 37^m$, $\delta + 40°\ 43'$.

Der berühmte große Nebel nahe bei ν. Nach Holetschek für das bloße Auge gleich einem Stern 5,3. Gr. In mäßigen Instrumenten erscheint der Kern als Sternchen 10. bis 11. Gr. bisweilen fixsternartig, zu andern Zeiten verwaschen. Zwischen dem 17. und 20. August 1885 leuchtete nahe dem Centrum des Nebels ein Stern auf, der aber bald wieder verschwand; Nachrichten zu Ende 1898, daß wiederum ein Stern in dem Nebel sichtbar geworden sei, haben sich als irrig erwiesen

221 (*M* 32)
α $0^h\ 37^m$, $\delta + 40°\ 19'$.

Von Legentil im November 1749 zuerst gesehen und bei sehr schwacher Vergrößerung mit dem vorhergehenden zusammen im Gesichtsfelde. In kleinen Teleskopen erscheint das Objekt als nebeliger Stern, es wurde indessen durch Rosses Spiegelteleskop in Sterne zerlegt. Buffhams 9zölliges Spiegelteleskop hat diese Sterne gleichfalls gezeigt. An einem 6zölligen Refraktor sah ich einige Sternchen im Centrum des Nebels.

404
α $1^h\ 4^m$, $\delta + 35°\ 11'$.

Von W. Herschel am 13. Sept. 1784 mit einem 9zölligen Reflektor entdeckt und als ziemlich hell, sehr groß, rund und in der Mitte heller beschrieben. Nach Rosse ist es ein Sternhaufen.

752
α $1^h\ 52^m$, $\delta + 37°\ 10'$.

Ein 30′ großer Haufen heller, grob zerstreuter Sterne, in klaren Nächten dem bloßen Auge wie ein Nebelstern erscheinend. Von W. Herschel am 21. Sept. 1786 entdeckt.

7662
α $23^h\ 21^m$, $\delta + 41°\ 59'$.

Von W. Herschel am 6. Okt. 1784 mit einem 7füßigen Reflektor entdeckt und als helle, runde, gut begrenzte planetarische Scheibe von 15″ Durchmesser beschrieben. Der Nebel ist klein, aber hell. Lassell erkannte in ihm einen Kern und zwei ovale Ringe, Rosse dagegen eine spiralförmige Struktur. Letztere wird durch die photographische Aufnahme von Deslandres mit dem großen photographischen Refraktor zu Meudon bestätigt, indem dieselbe zwei Spirallinien zeigt. Burnham sieht im Centrum des Nebels einen Stern 15. Gr. und hat denselben mit einem andern 13. Gr. mikrometrisch verbunden: $d = 51{,}84''$, $p = 62{,}9°$. Das Spektrum zeigt vier Gaslinien.

Aquarius. (Der Wassermann.)

A. Doppelsterne.

7 (β 1034)

α 20h 52m, δ — 10° 5′.

Dieser Stern 6. Gr. hat, wie Burnham 1888 am 36-Zoller fand, einen Begleiter 11,7. Gr. 1897,72: $d = 2{,}05''$, $p = 163{,}7°$. Auch am 12-Zoller wurde der Begleiter 1888 von Burnham gemessen.

12 (Σ 2745)

α 20h 59m, δ — 6° 13′.

Der Hauptstern 5,6. Gr. und gelblich, der Begleiter 7,7. Gr. und blau. Stellungsveränderung ist nicht sicher nachweisbar. 1831: $d = 2{,}667''$, $p = 189{,}60°$, Struve.

β (β 73)

α 21h 26m, δ — 6° 1′.

Von W. Herschel entdeckt. Der Hauptstern 3. Gr. hat in $d = 33''$ einen Begleiter 11,5. Gr. Burnham fand am 6-Zoller noch einen Begleiter C 12. Gr. und giebt folgende letzten Messungen dieses Systems:

1898,90 A und B: $d = 34{,}72''$, $p = 310{,}1°$
1898,90 A „ C: 55,73 185,4

24 (β 1212)

α 21h 34m, δ — 0° 31′.

Dreifach, von Burnham am 36-Zoller entdeckt: A 6,5., B 7., C 10. Gr.

1898,84 A und B: $d = 0{,}54''$, $p = 269{,}0°$
1898,84 AB „ C: 43,33 142,7

41

α 22h 9m, δ — 21° 35′.

Von W. Herschel 1887 als doppelt beobachtet. South fand 1823 den Hauptstern 7. Gr., den Begleiter in $d = 5''$ 8. Gr. Powell hat 1855 noch einen dritten Stern 8,9. Gr. in der Nähe gemessen.

γ

α 22h 16m, δ — 1° 53′.

Ein Stern 4. Gr. mit einem Begleiter 10. Gr. in $d = 30''$.

51 (β 172)

α 22h 19m, δ — 5° 21′.

Von Burnham am 6-Zoller 1875 als doppelt erkannt. Zwei Sterne 5,6. und 6. Gr. 1898,90: $d = 0{,}58''$, $p = 5{,}2°$. Drei von W. Herschel erwähnte Sterne, C 11., D 10., E 9,3. Gr., haben nach Burnhams Messungen folgende Positionen:

1898,90 A und C: $d = 54{,}40''$, $p = 341{,}9°$
1898,90 A „ D: 113,68 190,6
1898,90 A „ E: 132,39 133,3

ζ (Σ 2909)

α 22h 24m, δ — 0° 32′.

Der Hauptstern 4., der Begleiter 4,1. Gr. und beide grünlichweiß. Die Distanz hat seit W. Herschels Zeiten abgenommen und betrug 1863 nach Dembowskis Messungen $d = 3{,}5''$, $p = 339°$. Ein leichtes Objekt.

Σ 2943

α 22h 42m, δ — 14° 35′.

Von W. Herschel am 28. August 1782 als Doppelstern erkannt. Der Hauptstern ist 6. Gr., der Begleiter 9,2. Gr. Die Distanz nimmt langsam ab. 1863: $d = 28{,}49''$, $p = 114{,}65°$.

τ^2

α 22h 44m, δ — 14° 7′.

Ein orangefarbener Stern 5. Gr., hat in beträchtlichem Abstande (1824: 133″) einen Begleiter 10. Gr. W. Herschel sah ihn zuerst 1782.

β 178

α 22h 50m, δ — 5° 32′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem Begleiter 8. Gr. von Burnham entdeckt. Schiaparelli fand 1089,47: $d = 0{,}59''$, $p = 320{,}4°$.

ψ^1 (β 1220)

α 23h 11m, δ — 9° 38′.

Der Hauptstern A ist 4,5., der Begleiter B 8,5. Gr., beide stehen 49″ voneinander; außerdem hat Burnham 1877 noch zwei sehr schwache Begleiter C 13. Gr. und D 12. Gr. entdeckt.

1898,98 AC: $d = 18{,}26''$, $p = 9{,}2°$
1891,89 AD: 68,45 274,6

A ist orangefarben, B bläulich und beide Farben sind recht lebhaft. Am 36-Zoller der Lick-Sternwarte fand Burnham 1890, daß B wiederum doppelt ist und aus zwei Sternen 9,1 und 9,2. Gr. besteht. $d = 0{,}22''$, $p = 101{,}1°$. Letzteres ist ein sehr schwieriges Paar und erfordert ein großes Instrument. A und B nebst dessen Begleiter bilden ein physisches System, die beiden andern Sterne gehören nur optisch dazu.

94 (Σ 2998)

α 23h 14m, δ — 14° 0′.

Der Hauptstern ist 5,2. Gr. und gelblich weiß, der Begleiter 7,2. Gr. und blau. Dembowski 1858 $d = 13{,}7''$, $p = 344{,}8°$.

ω^2 (β 279)

α 23h 38m, δ — 15° 5′.

Von Burnham 1875 entdeckt. Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 10,2 Gr. 1898,64 $d = 5{,}70''$, $p = 85{,}6°$. Ein physisches System.

107 (Σ^1 2846)

α 23h 41m, δ — 19° 14′.

Der Hauptstern 6. Gr. hat in 5,6″ Distanz einen bläulichen Satelliten 7. Gr.

B. Veränderliche Sterne.

T

α 20h 45m, δ — 5° 31′.

Rötlich, Maximum 6,7. bis 8,7., Minimum 12,4. bis 13,0. Gr. Periode nahe 203,3d.

S

α 22h 52m, δ — 20° 53′.

Goldgelb bis rot, von 8. bis unter 12,5. Gr., veränderlich. Periode etwa 280d.

R

α 23h 39m, δ — 15° 50′.

Ein sehr roter Stern, von Harding 1811 entdeckt. Maximum 5,8. bis 8,5., Minimum 11. (?) Gr. Periode nahe 387d.

C. Nebel und Sternhaufen.

6981

α 20h 48m, δ — 12° 55′.

Von Méchain als schwacher Nebel entdeckt. Auch Messier sah ihn so und bemerkt, daß ein kleiner, teleskopischer Stern dabei stehe. W. Herschel löste 1783 den Nebel in Sterne auf und der 40 füßige Reflektor zeigte die einzelnen Sternpunkte selbst im Centrum des Haufens. Der Durchmesser ist etwa 2′. Mehrere andere Sterne zeigen sich im Gesichtsfelde, aber sie sind, wie Herschel hervorhebt, völlig verschieden von den außerordentlich kleinen Lichtpunkten des Haufens.

7009

α 20h 59m, δ — 11° 45′.

Ein ziemlich heller, planetarischer Nebel, von Herschel am 7. September 1782 entdeckt und als beinahe runde, planetarische, nicht scharf begrenzte Scheibe bezeichnet. An einem 5füßigen Refraktor erscheint er am Rande verschwommen. Lassell erkannte mit seinem großen Teleskope auf Malta im Innern des Nebels einen brillanten, elliptischen Ring, scharf und ohne Zusammenhang mit dem Nebel, der jenen wie einen feinen Schleier bedeckt. Dicht am Südrande zeigt sich ein feiner Nebelstreif, den die Herschelschen Teleskope nicht erkennen ließen. Ein 10½zölliger Refraktor stellt denselben indes gut dar. Der große photographische Refraktor zu Meudon zeigt in der Aufnahme von Deslandres einen centralen Kern von einem verschwommenen, elliptischen Ringe umgeben, mit zwei etwas gekrümmten radius-vector-förmigen Streifen, das Ganze an eine Spirale erinnernd. Burnham hat den Centralstern 12. Gr. mit einem außen stehenden Sterne 12,7. Gr. durch Messung verbunden: $d = 96{,}38''$, $p = 343{,}5°$, genügend in Übereinstimmung mit früheren Messungen Rosses.

7089 (*M.* 2)

α 21h 28m, δ — 1° 16′.

Großer, runder Nebel, 5′ bis 6′ im Durchmesser, der schon an einem Refraktor von 40‴ Öffnung granuliert erscheint, ein sicheres Zeichen der Auflösbarkeit. Nach Holetschek einem Stern 6,5. Gr. an Helligkeit vergleichbar. Messier sagt: „Man sieht ihn sehr gut mit einem Fernrohre von 2′ Brennweite, das man auf die Parallele von α Wassermann stellt. Maraldi sah diesen Nebel 1746, als er den damaligen Kometen beobachtete. Herschels 12zölliger Reflektor von 20′ Brennweite zeigte die einzelnen Sterne des Nebels; im 40füßigen Teleskope erschien an 240maliger Vergrößerung der Sternhaufen sehr glänzend und auch im Centrum aufgelöst. Der centrale Teil bestand aus einer glänzenden Masse, in welcher die einzelnen Sterne noch erkennbar waren. Sir John Herschel vergleicht das Ganze mit einem Haufen feinen Sandes, und betrachtet es als aus Tausenden von Sternen zusammengesetzt. Das vereinigte Licht dieser Sterne ist nach demselben Beobachter gleichwohl nicht heller als ein Stern 6. Gr.

Aquila. (Der Adler.)

A. Doppelsterne.

5 (Σ 2379)
α 18h 41m, δ — 1° 4′.

Von W. Herschel 1784 entdeckt. Der Hauptstern ist 5,6. Gr. und weiß, der Begleiter 7,4. Gr. und blau. Distanz und Positionswinkel haben sich bis jetzt nicht merklich verändert. 1832 d = 13,2″, p = 121,5°, Struve. In d = 27″, p = 145° ein zweiter schwacher Begleiter.

11 (Σ 2424)
α 18h 54m, δ + 13° 29′.

Dieser, nach Mädler nur optische Doppelstern ist von Herschel 1781 entdeckt worden. Der Hauptstern ist 5,7. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 9,2. Gr. und aschgrau. 1863 d = 17,427″, p = 252,15°, Dembowski.

h (Σ^1 2211)
α 19h 0m, δ — 4° 12′.

Schon von Bradley gesehen. Beide Sterne fast gleich hell 6. bis 7. Gr. South 1823: d = 35,6″, p = 206,7°.

ζ (β 287)
α 19h 1m, δ + 13° 43′.

Von Burnham 1874 am 26-Zoller als doppelt erkannt. 1889,83: d = 5,63″, p = 57,3°. Ein physisches System.

23 (Σ 2492)
α 19h 14m, δ + 0° 54′.

Der Hauptstern 5,5. Gr. und gelb, der Begleiter 9,5. Gr. und blau. Struve 1830: d = 3,382″, p = 11,15°, letzterer nimmt zu.

28 (Σ^1 2272)
α 19h 15m, δ + 12° 11′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem tief blauen Begleiter 9. Gr. Dembowski 1873 d = 60,2″, p = 175,2°.

μ (β 653)
α 19h 29m, δ + 7° 11′.

Ein Stern 4,5. Gr. mit zwei Begleitern 13. Gr. von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt:

A und B:	1891,43	d = 24,98″,	p = 276,6°
A „ C:	1891,43	25,12	288,4
B „ C:	1891,43	5,06	195,7

γ
α 19h 41m, δ + 10° 22′.

Ein blaß orangefarbiger Stern 3. Gr. mit schönem Spektrum der Klasse IIa von Vogel. Mehrere schwache Sterne stehen in der Nähe. Ein solcher 10,5 Gr. nach Burnham (1879) in d = 132,9″, p = 258,0°, ein anderer in d = 50″, p = 267°. Ersterer ist an einem 5zölligen Refraktor leicht zu sehen.

π (Σ 2583)
α 19h 44m, δ + 11° 34′.

Von W. Herschel 1783 entdeckt, wahrscheinlich war damals die Distanz des Begleiters größer als 2″. Der Hauptstern 6., der Begleiter 6,8. Gr., beide gelblich. Doberek findet 1877 d = 1,3″, p = 119,9°, Engelmann 1883,9 d = 1,5″, p = 117,1°.

α (Altair) (Σ^1 2367)
α 19h 46m, δ + 8° 36′.

Den Begleiter 10. Gr. dieses glänzenden Sternes sah Herschel 1781 zuerst und bestimmte seine Distanz. Genauere Messungen lieferten Struve und South. Nach ersterem hat man (1836) d = 152″, p = 322°. Altair hat eine beträchtliche Eigenbewegung; der Begleiter ruht, ist also mit ihm nur optisch verbunden. Burnham sah mehr als ein Dutzend Sternchen, die näher bei α stehen als dieser Begleiter. Einzelne davon sieht man schon mit 5 Zoll Öffnung. Der Hauptstern hat ein sehr schönes Spektrum der Vogelschen Klasse Ia.

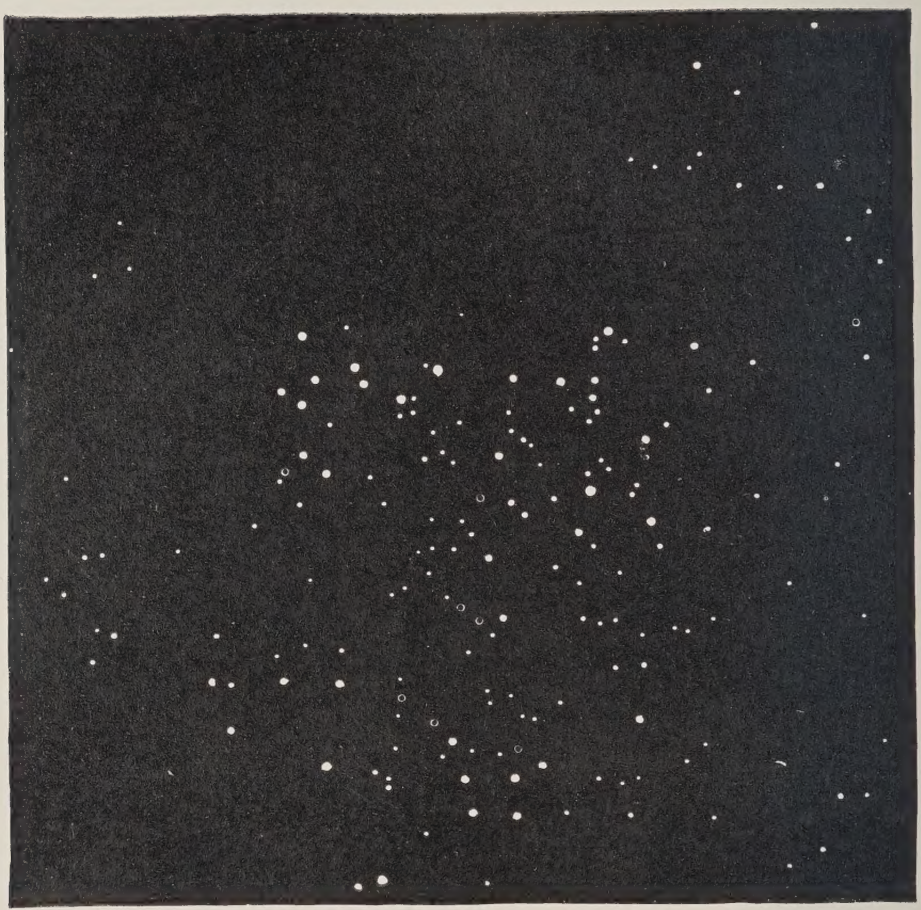
57 (Σ 2594)
α 19h 49m, δ — 8° 29′.

Leicht zu beobachtender Doppelstern, von Herschel 1780 entdeckt. Distanz und Positionswinkel ändern sich nicht wesentlich. Engelmann 1863: d = 35,8″, p = 170,6°. Struve giebt dem Hauptstern 5,2., dem Begleiter 6,2. Gr. und bezeichnet beide als glänzend weiß. Gegenwärtig sind beide Sterne sehr ungleich gefärbt, der eine gelblich, der andere bläulich grün.

(Σ 2644)
α 20h 7m, δ + 0° 34′.

Von Herschel 1783 entdeckt. Der Hauptstern 7,1., der Begleiter 7,4. Gr., beide glänzend weiß. Dembowski fand

Fig. 92.



Der Sternhaufen im Sobieskiſchen Schilde, nach Lamont.

1854 den Begleiter grünlich. Nach demselben Beobachter hat man 1857: $d = 3{,}762''$, $p = 210^0$.

(Σ 2677)

α 20h 19m, δ + 0° 44′.

Der Hauptstern 6. Gr. und glänzend weiß, der Begleiter 10,5. Gr., 1828: $d = 33{,}18''$, $p = 28{,}76^0$.

71 (β 672)

α 20h 33m, δ — 1° 27′.

6. Gr. mit einem von Burnham am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 12. Gr. 1878,66: $d = 30{,}52''$, $p = 280{,}8^0$. Eine Bewegung des Begleiters ist bis 1898 nicht wahrnehmbar.

B. Veränderliche Sterne.

V

α 18h 59m, δ — 5° 50′.

Sehr rot. Maximum 6,5., Minimum 8,0. Gr. Unregelmäßig veränderlich.

R

α 19h 2m, δ + 8° 5′.

Sehr rot. Maximum 5,9. bis 7,4., Minimum 10,9. bis 11,5. Gr. Periode 350,6d. Zu Bonn 1856 entdeckt.

W

α 19h 10m, δ — 7° 13′.

Sehr rot. Maximum 7,5., Minimum 11,2. Gr. Periode 490d (?). Von de Ball 1893 entdeckt.

η

α 19h 47m, δ + 0° 45′.

Maximum 3.5., Minimum 4,7. Gr. Periode 7,1764d.

C. Sternhaufen.

6705 (*M* 11)

α 18h 46m, δ — 6° 23′.

Großer Sternhaufen. Kirch sah ihn schon 1681. Messier beschreibt ihn als einen Haufen kleiner Sterne, der jedoch nur mit guten Instrumenten zu sehen sei. In einem gewöhnlichen Fernrohre von 3′ Brennweite sehe er aus wie ein Komet. Ein Stern 8. Gr. sei darin sichtbar. Nach W. Herschel kann man den Haufen als diffusen Fleck schon mit bloßem Auge sehen, wenn man seinen Ort genau kennt. Mit einem 10füßigen Reflektor von 3″ Öffnung und 300facher Vergrößerung konnte Herschel die kleinen Sterne nicht unterscheiden; mit 4″ Öffnung sah er sie und schätzte den Durchmesser auf 9 bis 10′. In den Jahren 1836 bis 1839 hat Lamont den dichtesten Teil dieses Sternhaufens vermessen, und auf einem Raume von 4′ im Quadrat 128 Sterne verzeichnet (Fig. 92). Die kleinen Kreise bezeichnen diejenigen Sterne, deren Lage Lamont nur annähernd bestimmte. Später hat Helmert diese Arbeit wiederholt und die Positionen von 200 Sternen auf das Centrum des Haufens — ein Stern 9. bis 10. Gr. — bezogen, dargestellt. Seit Lamonts Aufnahmen hat sich nicht das Geringste in diesem Sternhaufen geändert. Man bezeichnet das Objekt auch als den Sternhaufen im Sobieskischen Schilde.

6724

α 18h 52m, δ + 10° 14′.

Von W. Herschel 1791 entdeckt. Beträchtlich hell, klein, unregelmäßig. In ihm ein von Burnham gemessener Doppelstern 9. und 10. Gr. 1879,54: $d = 11{,}2''$, $p = 218{,}6^0$.

6781

α 19h 14m, δ + 6° 21′.

Von W. Herschel 1788 Juli 30. entdeckt und als sehr lichtschwach, unregelmäßig rund, 3 bis 4′ im Durchmesser haltend, beschrieben. Herschel vermutete, der Nebel sei auflösbar; nach Rosse ist es ein Spiralnebel. Lamont und Lassell haben ihn gezeichnet. Burnham, der diesen Nebel am Lick-Refraktor beobachtete, erklärt ihn für einen planetarischen. Ein Centralstern 15. Gr. steht nördlich von der Mitte des Nebels. Burnham hat seinen Abstand von einem Vergleichstern 12,5. Gr. gemessen und findet $d = 49{,}36''$, $p = 73{,}3^0$.

6790

α 19h 18m, δ + 1° 19′.

Kleiner, von E. Pickering entdeckter planetarischer Nebel; in der Bonner Durchmusterung als Stern 9,4. Gr. angegeben. Nach Keelers Beobachtungen auf der Lick-Sternwarte ist die hellste Linie weniger brechbar als der Rand der Magnesiumbande, ihre Wellenlänge ist $\lambda = 5007{,}86$. Ohne Spalt gesehen glich das Spektrum einer Reihe von drei kleinen Sternen.

6891

α 20h 10m, δ + 12° 26′.

Kleiner, sehr schwacher Nebel, mit sehr kleinem Kern. Keeler findet für die Hauptlinie seines Gasspektrums $\lambda = 5007{,}73$. Außerhalb des Nebels steht ein schwacher Stern.

Argo Navis. (Das Schiff Argo.)

A. Doppelsterne.

34 (β 755)
α 6^h 32^m, δ — 36° 42′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem schon von J. Herschel gesehenen Begleiter 11. Gr. Burnham fand erstern 1879 am 6-Zoller auf Mt. Hamilton wiederum doppelt 6. und 13. Gr. See giebt folgende Positionen:

A und B	1897,17	$d = 1{,}09''$,	$p = 260{,}6°$
AB „ C	1897,17	21,83	301,8

101 (β 757)
α 7^h 9^m, δ — 36° 22′.

Von Burnham am 6-Zoller auf Mt. Hamilton 1879 als doppelt erkannt. Der Hauptstern 6., der Begleiter 7,5. Gr. See giebt folgende Position:

1897,20: $d = 3{,}06''$, $p = 69{,}2°$.

β 578
α 7^h 23^m, δ — 17° 40′.

Von Burnham am $18\frac{1}{2}$-Zoller als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 11. Gr.

1878,20: $d = 2{,}44''$, $p = 53{,}6°$.

Σ 1121
α 7^h 32^m, δ — 14° 16′.

Von Herschel 1782 als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 7,2., der Begleiter 7,5. Gr. nach Struve und letzterer giebt folgende Position:

1871: $d = 7{,}45''$, $p = 304{,}7°$.

Nahe dabei der Doppelstern Σ 1122 6,5. und 8,5. Gr., für den Struve giebt:

1830,2 $d = 19{,}6''$, $p = 35{,}4°$.

$\varkappa$ (β 1061)
α 7^h 34^m, δ — 26° 35′.

Ein Stern 4,1. Gr. mit einem gleich hellen Begleiter B, sowie einem äußerst schwachen, von Burnham am 36-Zoller entdeckten Begleiter C 14. Gr.

A und B	1889,12	$d = 9{,}98''$,	$p = 218{,}5°$
B „ C	1889,12	6,46	229,3

5 (Σ 1146)
α 7^h 43^m, δ — 11° 57′.

Der Hauptstern 6. Gr. und gelb, der Begleiter 7,4. Gr. und blau. Dembowski 1857,92: $d = 3{,}52''$, $p = 17{,}9°$. Seit Struves Beobachtungen 1838 keine Positionsänderung.

ξ (β 1063)
α 7^h 45^m, δ — 24° 37′.

Von Burnham am 36-Zoller als doppelt erkannt. Der Hauptstern 4., der Begleiter 13,8. Gr. 1889,12: $d = 4{,}63''$, $p = 188{,}7°$. Bis 1898 keine Stellungsänderung des Begleiters.

9 (β 101)
α 7^h 47^m, δ — 13° 38′.

Von Burnham am 6-Zoller als doppelt erkannt. Der Hauptstern 5,8., der Begleiter 6,3. Gr. 1897,81: $d = 0{,}64''$, $p = 288{,}8°$. Ein interessantes Paar wegen der raschen Bewegung des Begleiters. Die jüngste Bahnbestimmung von See giebt als Umlaufszeit desselben 22,00 Jahre.

19 (β 1064)
α 8^h 7^m, δ — 12° 38′.

Vierfach: A 4., B 13., C 14,5., D 9. Gr.

A und B	1899,26	$d = 2{,}31''$,	$p = 244{,}6°$
A „ C	1898,29	33,20	298,6
A „ D	1898,96	71,44	256,0

Der enge Begleiter wurde von Burnham am 26-Zoller entdeckt.

β 208
α 8^h 35^m, δ — 22° 20′.

Von Burnham am 6-Zoller als doppelt erkannt. Der Hauptstern 6,8., der Begleiter 8,1. Gr. 1892,11: $d = 0{,}70''$, $p = 52{,}3°$. Der Begleiter hat eine rasche Umlaufsbewegung und das ganze System eine starke Eigenbewegung.

B. Veränderliche Sterne.

X (Puppis)
α 7^h 28^m, δ — 20° 42′.

Von Hartwig als veränderlich erkannt. Im Maximum ist der Stern 8., im Minimum 9,6. Gr. Die Periode beträgt nach Hartwig 415^d oder die Hälfte hiervon.

R (Pyxidis)
α 8^h 41^m, δ — 27° 50′.

Von Holetschek 1890 als veränderlich erkannt; im Maximum 8., im Minimum unter 11. Gr. Periode 355^d (?).

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

2422

α 7h 32m, δ — 14° 16′.

Von W. Herschel 1755 Febr. 4. entdeckt. Grobzerstreuter Sternhaufen, 15′ im Durchmesser, als Stern schon dem bloßen Auge sichtbar. In demselben einige hellere Sterne 5. bis 6. Gr., sowie ein Doppelstern Σ1121 (1831,44: $d = 7{,}4''$, $p = 304{,}7°$).

2437 (M 46)

α 7h 37m, δ — 14° 35′.

Von Messier 1771 Febr. 19. entdeckt und als Haufen sehr kleiner Sterne beschrieben, die man nur mit einem guten Fernrohre sehe; auch enthalte der Haufen etwas Nebeliges. Durchmesser etwa 30′. Herschel hat einen planetarischen Nebel innerhalb dieses Sternhaufens (am 19. März 1786) entdeckt, von durchaus gleichförmigem Lichte und 2′ Durchmesser. Er hat keinen Zusammenhang mit dem Sternhaufen selbst. In Lassells und Lord Rosses Teleskopen erscheint dieser Nebel ringförmig, ebenso sah ihn Buffham mit einem 9zölligen Reflektor. Burnham sieht im Centrum einen Stern 12. Gr.

2440

α 7h 37m, δ — 17° 59′.

Heller, planetarischer Nebel, von W. Herschel am 4. März 1790 entdeckt, 12″ bis 15″ im Durchmesser und nicht scharf begrenzt. Lassell giebt eine Zeichnung des Nebels.

2447 (M 93)

α 7h 40m, δ — 23° 38′.

Von Messier als Haufen kleiner Sterne ohne Nebel beschrieben von 8′ Durchmesser.

2506

α 7h 55m, δ — 10° 21′.

Großer Sternhaufen, die Sterne von 10. Gr. ab bis zum völligen Nebel. Der dichtere Teil über 5′ im Durchmesser. Von W. Herschel 1786 Febr. 23. entdeckt.

2539

α 8h 6m, δ — 12° 32′.

Über 20′ im Durchmesser, reicher Haufen grob zerstreuter Sterne. Von W. Herschel 1784 Januar 31. entdeckt.

Aries. (Der Widder.)

A. Doppelsterne.

γ (Σ 180)

α 1h 48m, δ + 18° 48′.

Von Hooke bei Beobachtung des Kometen von 1644 entdeckt, damals wegen der Duplizität als äußerst merkwürdig bezeichnet, schon in kleinen Teleskopen gut zu sehen. Der Hauptstern 4,2., der Begleiter 4,4. Gr., beide weiß. Doberck 1877,9: $d = 8{,}3''$, $p = 358{,}6°$. In $d = 224''$, $p = 84°$ steht noch ein schwacher Stern, den J. Herschel 1823 zuerst sah. Burnham hat 1878 gefunden, daß dieser Stern wiederum doppelt ist (β 512), 8,9. und 13,2. Gr. Er giebt folgende Messungen:

γ (β 512):	1898,92	$d = 223{,}23''$,	$p = 83{,}9°$
β 512:	1898,96	1,54	23,8

λ ($o\,\Sigma^2$ 21)

α 1h 52m, δ + 23° 7′.

Zwei Sterne 5. und 8. Gr., weiß und blau, hübsch kontrastierend, welche nach Struve 38″ voneinander entfernt stehen. Sie werden schon von Christian Mayer aufgeführt.

Σ 196

α 1h 54m, δ + 20° 32′.

Vierfach: A ist 8,5., B 11., C 9,5., D 6. Gr. nach Chambers. Knott giebt folgende Messungen 1862,9: AB $d = 2{,}5''$, $p = 50{,}0°$, AC $d = 37{,}3''$, $p = 166{,}3°$, AD $d = 183{,}6''$, $p = 0{,}8°$. Burnham fand, daß der Begleiter A für sich wiederum doppelt ist und aus zwei Sternen mit 0,7″ Distanz besteht.

10 (Σ 208)

α 1h 58m, δ + 25° 27′.

Der Hauptstern 6,2. Gr. und gelb, der Begleiter 8,4. Gr. und aschfarben. Die Distanz nimmt langsam ab. Doberck 1878: $d = 1{,}2''$, $p = 43°$.

14 ($o\,\Sigma^2$ 23)

α 2h 4m, δ + 25° 28′.

Ein dreifacher Stern: A 5,6., B 8,9., C 7. Gr. Burnham giebt folgende Messungen 1880,0: AB $d = 92{,}9''$, $p = 36{,}4°$, AC $d = 105{,}8''$, $p = 278{,}5°$. Schon W. Herschel hat 1783 den nähern Begleiter gemessen.

30 (Σ 5)
α 2h 31m, δ + 24° 13′.

Von Bradley entdeckt. Der Hauptstern 6,1. Gr. und gelblich weiß, der Begleiter 7,1. Gr. und weiß. Distanz und Positionswinkel haben noch keine merkliche Veränderung gezeigt. $d = 38{,}6''$, $p = 273°$.

33 (Σ 289)
α 2h 35m, δ + 26° 39′.

Von Herschel 1779 als Doppelstern entdeckt. Der Hauptstern 5,8. Gr. und gelblich, der Begleiter 8,7. Gr. Struve 1831: $d = 28{,}5''$, $p = 359{,}4°$.

μ (β 522)
α 2h 37m, δ + 19° 35′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 13. Gr. Von Burnham 1878 am $18^1/_2$-Zoller entdeckt. 1898,71: $d = 19{,}36''$, $p = 263{,}9°$.

β 306
α 2h 38m, δ + 25° 13′.

Der Hauptstern 6,5., der Begleiter 11. Gr. Von Burnham am 6-Zoller entdeckt. Barnard giebt folgende Messung: 1892,85: $d = 3{,}11''$, $p = 18{,}9°$. Keine Stellungsänderung seit 1876.

π (Σ 311)
α 2h 44m, δ + 17° 3′.

Von Herschel 1782 als dreifaches System erkannt. Der Hauptstern nach Struve 4,9. Gr., der nähere Begleiter 8,4., der entferntere 10,2. Gr. $d = 3{,}3''$, $p = 121°$ für den innern, $d = 25{,}2''$, $p = 110°$ für den äußern Begleiter.

41
α 2h 44m, δ + 26° 51′.

Der Hauptstern ist 4. Gr. W. Herschel sah 1779 einen schwachen Begleiter in $d = 126''$, $p = 127°$, dann 1782 einen zweiten in $d = 39''$, $p = 189°$. Endlich entdeckte Struve in Pulkowa ein sehr schwaches Sternchen (11. Gr.) in $d = 16''$. Burnham giebt folgende Messungen 1879,9: AB $d = 21{,}1''$, $p = 266{,}1°$, AC $d = 33{,}9''$, $p = 203{,}3°$, AD $d = 126''$, $p = 230{,}0°$.

ε (Σ 333)
α 2h 54m, δ + 20° 56′.

Von Struve als Doppelstern entdeckt. Der Hauptstern ist 4,5., der Begleiter 6. Gr. Beide sind weiß, und wie Struve vermutet, veränderlich. 1830: $d = 0{,}55''$, $p = 188{,}9°$, beide nehmen langsam zu. Dembowski 1862: $d = 0{,}8''$, $p = 194{,}7°$. Die Messungen von Engelmann ergaben 1883,6: $d = 1{,}4''$, $p = 201{,}3°$.

52 (Σ 346)
α 3h 0m, δ + 24° 52′.

Ein dreifaches System, in welchem eine Stellungsveränderung noch nicht wahrgenommen worden ist. Dasselbe besteht aus zwei Sternen 6. Gr., die nur 0,6″ voneinander entfernt stehen, und einem schwachen Stern 11. Gr. in $d = 5{,}2''$. Burnham hat einen vierten noch schwächeren Stern gemessen 1880: $d = 102{,}8'''$, $p = 82{,}5°$.

66 (β 878)
α 3h 23m, δ + 22° 27′.

Der Hauptstern 5,8., der Begleiter 13,7. Gr. Von Burnham am $18^1/_2$-Zoller 1881 entdeckt. 1890,89: $d = 1{,}29''$, $p = 76{,}1°$. Ein physisches Paar und schwieriger als Distanz und Größe vermuten lassen (Burnham).

B. Veränderliche Sterne.

R
α 2h 10m, δ + 24° 36′.

Maximum 7,6. bis 9,0., Minimum 11,7. bis 13,0. Gr. Periode 186,6d. Entdeckt zu Bonn 1857.

T
α 2h 43m, δ + 17° 6′.

Maximum 7,9. bis 8,6., Minimum 9,3. bis 9,7. Gr. Periode 313d. Von Auwers 1870 entdeckt.

U
α 3h 6m, δ + 14° 25′.

Maximum 7,0. bis 8,5., Minimum unter 11. Gr. Periode 361d. Von Schaeberle 1892 entdeckt.

C. Nebelflecke.

770
α 1h 54m, δ + 18° 28′.

Von W. Herschel im September 1785 entdeckt, groß aber schwach, rundlich, etwas heller in der Mitte.

821
α 2h 3m, δ + 10° 31′.

Nebel, von W. Herschel 1786 Sept. 4. entdeckt und als sehr hell bezeichnet mit einem hellen Kern in der Mitte. d'Arrest fand den Nebel für einen $4^1/_2$zölligen Refraktor äußerst schwach.

Auriga. (Der Fuhrmann.)

A. Doppelsterne.

ω (Σ 616)

α 4h 52m, δ + 37° 45′.

Die Duplizität am 30. Oktober 1779 von W. Herschel erkannt. Dembowski 1857: $d = 6{,}2''$, $p = 352{,}30°$. Der Hauptstern ist grünlich, der Begleiter bläulich und 7. Gr.

9 (β 1046)

α 4h 59m, δ + 51° 28′.

Dreifach: A 5,1., B 13., C 8,7. Gr., der Begleiter C schon von J. Herschel gesehen, B von Burnham am 36-Zoller entdeckt.

AB	1898,79	$d = 6{,}38''$,	$p = 92{,}0°$
AC	1898,79	89,85	60,9

α (Capella) (Σ^1 529)

α 5h 9m, δ + 45° 55′.

W. Herschel bestimmte 1781 die Position eines schwachen Begleiters 9. Gr. $d = 169''$, $p = 151°$. Burnham 1878: $d = 158{,}0''$, $p = 146{,}2°$. Er entdeckte noch zwei höchst schwache Begleiter 12. bis 13. Gr. in $d = 78{,}2''$, $p = 317{,}5°$ und $d = 126{,}2''$, $p = 183{,}2°$. In größerem Abstande stehen noch zwei schwache Sterne, von denen einer 10. Gr.

14 (Σ 653)

α 5h 9m, δ + 32° 35′.

Dreifach; von W. Herschel 1780 entdeckt, doch sah derselbe nur die beiden helleren Sterne 5. und 7. Gr., erst Struve fand den Begleiter 11. Gr. Distanz und Positionswinkel der beiden Hauptsterne haben sich bisher nicht wahrnehmbar geändert; sie waren 1857 nach Dembowski resp. 14,5″ und 225,5°. Der schwache Begleiter stand nach Struve 1830 in $d = 12{,}6''$ und $p = 342{,}4°$.

λ (Σ^1 545)

α 5h 12m, δ + 40° 1′.

Ein optischer Doppelstern, von Herschel 1780 zuerst gesehen, doch nicht gemessen. Der Hauptstern 6. Gr. und gelb, der Begleiter 8,7. Gr. Dembowski 1864: $d = 114{,}4''$, $p = 18{,}4°$. Der Begleiter ruht. Burnham fand noch einen dritten äußerst schwachen Stern und giebt folgende Messungen: 1879 AB $d = 40{,}4''$, $p = 197{,}6°$, AC $d = 121{,}5''$, $p = 13{,}6°$.

σ (β 888)

α 5h 18m, δ + 37° 18′.

Vierfach, von Burnham entdeckt; A 6., B 12,5., C 14,2., D 16. Gr. Er giebt folgende Messungen:

AB	1898,82	$d = 8{,}65''$,	$p = 166{,}3°$
AC	1898,87	27,24	330,5
CD	1898,96	4,4	348,1

Die schwachen Sterne C und D entdeckte Burnham am 40-Zoller der Yerkes-Sternwarte.

26 (Σ 753)

α 5h 32m, δ + 30° 26′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern gelb, der Begleiter bläulich. Burnham fand noch zwei Begleiter (β 1240) und giebt folgende Größen: A 5,6., B 6,0., C 8,7., D 11. Gr.

AB	1892,0	$d = 0{,}15''$,	$p = 344{,}4°$
AC	1891,95	12,25	268,3
AD	1898,96	32,97	112,4

Der innerste Begleiter wurde erst am 36-Zoller entdeckt, der Begleiter D am 6-Zoller.

τ (β 192)

α 5h 42m, δ + 39° 9′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 12. Gr. Von Burnham 1877 am 6-Zoller entdeckt. 1898,75 $d = 39{,}28''$, $p = 352{,}0°$. Ein zweiter Begleiter 11,5. Gr., den W. Herschel schon erwähnt, steht nach Burnham 1898,75 in $d = 48{,}52''$, $p = 34{,}0°$.

ϑ (Σ^1 659)

α 5h 53m, δ + 37° 12′.

Dreifach. Der Hauptstern A ist 4., B 7., C 9. Gr. Burnham giebt folgende Messungen:

AB	1878	$d = 2{,}1''$,	$p = 5{,}4°$
AC	1880	45,4	188,0

Ein vierter Stern 10. Gr. steht nach O. Struve (1852) in $d = 12{,}5''$, $p = 350{,}3°$.

β 893

α 5h 58m, δ + 37° 58′.

Von Burnham 1878 am $18\frac{1}{2}$-Zoller als doppelt erkannt. Der Hauptstern 6,5., der Begleiter 11,5. Gr. 1898,79: $d = 17{,}75''$, $p = 127{,}4°$.

Σ 872

α 6h 9m, δ + 36° 10′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 7. Gr., d = 11″, p = 217°. Stellung des Begleiters unverändert.

56 (Σ^1 769)

α 6h 40m, δ + 43° 40′.

Von W. Herschel 1782 als doppelt entdeckt. Der Hauptstern 6., der Begleiter 9. Gr. Hall 1877: d = 48,3″, p = 21,1°.

65 (β 901)

α 7h 15m, δ + 36° 57′.

Dreifach, von Burnham am 18½-Zoller als solcher erkannt. A 6,0. Gr., B 12,2. Gr., C 12,7. Gr.

AB	1898,08	d = 10,90″,	p = 7,5°
AC	1898,08	37,76	30,3

B. Veränderliche Sterne.

ε

α 4h 55m, δ + 43° 40′.

Von Schmidt und Heis als veränderlich erkannt. Der Stern ist gelblich weiß, 3. bis 4. Gr., die Helligkeitsschwankungen sind gering, oft durchaus unmerklich.

ζ

α 4h 56m, δ + 40° 56′.

Nach Heis (Uranus 1850, II, p. 29) ist die Farbe dieses Sterns veränderlich, meist weiß, zuweilen aber auch rötlich oder gelblich. Schmidt findet den Stern stark gelbrot.

R

α 5h 9m, δ + 53° 28′.

Sehr rot. Maximum 6,5. bis 7,8., Minimum 12,5. bis 12,7. Gr. Periode 460,2d. Zu Bonn 1862 entdeckt. Nach Schoenfeld und Chandler findet bei der Lichtzunahme, wenn der Stern 9. Gr. erreicht hat, ein Stillstand der Lichtzunahme statt. Fig. 93 giebt nach G. Knott eine Karte der Umgebung von R. Folgendes sind die genäherten Größen der Vergleichssterne:

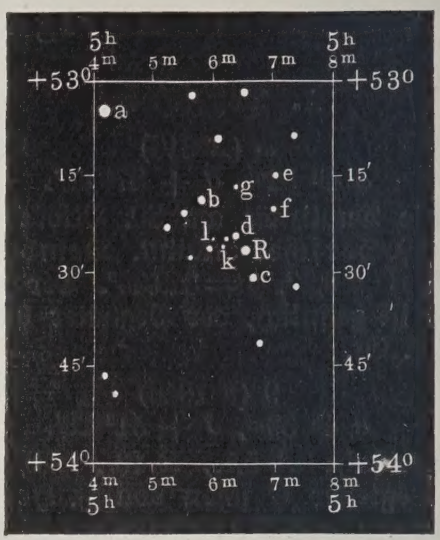
a = 6,3.	Gr.	d = 9,5.	Gr.	g 10,9.	Gr.
b = 8,2.	„	e = 9,9.	„	k 12,4.	„
c = 9,0.	„	f = 10,6.	„	l 13,5.	„

T

α 5h 26m, δ + 30° 22′,

Ort der Nova von 1892.

Fig. 93.



Umgebung von R Aurigae nach G. Knott.

C. Sternhaufen.

1857

α 5h 13m, δ + 39° 14′.

Reiche, ziemlich gedrängte Sterngruppe; ein orangefarbener Stern ist 7. Gr., die übrigen alle schwächer. Von Herschel 1786 Oktober 18. entdeckt.

1907

α 5h 21m, δ + 35° 13′.

Sternhaufen, von W. Herschel 1787 Januar 17. entdeckt. Das Centrum des Haufens besteht nach Lord Rosse aus 40 bis 50 Sternen, die äußern Sterne sind in Kurven geordnet, was d'Arrest bestätigt.

1912 (M 38)

α 5h 22m, δ + 35° 44′.

Etwa 15′ großer, schöner Sternhaufen ohne Spur von Nebel, mit einem hellen Centralsterne. B. Mathießen hat in diesem Sternhaufen 35 Sterne vermessen. Am 6zölligen Refraktor erscheint er als gedrängtes, reichhaltiges Objekt mit einem Centralstern 9,4. Gr. Milchiger Hintergrund. In demselben Gesichtsfelde der Sternhaufen N. G. K. 1907, dessen Sternchen 9. bis 12. Gr. sind, auf einem Raum von 4′ Durchmesser.

1931

α 5h 25m, δ + 34° 10′.

Von W. Herschel 1793 Febr. 4. entdeckt. Derselbe sah hier drei Sterne, ein

Dreieck bildend, genau im Centrum eines kreisrunden Nebels, der sich wie eine Atmosphäre noch etwas über die Sterne hinaus ausdehnt. Der Hauptstern A ist nach Burnham 9,5., B 9,9., C 11,2. Gr. Am 36-Zoller erkannte Burnham, daß B doppelt ist (β 1239), $d = 2{,}31''$, der Begleiter ist äußerst schwach (15,2. Gr.). Rosse sah im Centrum sechs Sterne.

1960 (M 36)
α 5h 30m, δ + 34° 4'.

Sternhaufen von 9' Durchmesser. Die Sterne sind 7. bis 11. Gr., ein Doppelstern (Σ 737) 7. und 8. Gr. ist darunter. Von Messier 1764 Sept. 2. entdeckt.

2099 (M 37)
α 5h 46m, δ + 32° 31'.

Ein prachtvolles Objekt. Messier beschreibt die Sterne dieses Haufens als klein und gedrängt, mit etwas Nebel vermischt. Man sieht sie mit einem $3\frac{1}{2}$zölligen Refraktor gut. In großen Teleskopen erkennt man auf einem Raume von 20' Durchmesser über ein halbes Tausend Sterne 10. bis 12. Gr., viele von ihnen sind nach Rosse und d'Arrest in Kurven geordnet. Knott erwähnt einen hellern Stern gegen das Centrum der Gruppe hin. In einem Handfernrohre von 1 Zoll Öffnung sieht man den Sternhaufen als ziemlich hellen, nebeligen Stern.

Bootes.

A. Doppelsterne.

1 (Σ 1772)
α 13h 36m, δ + 20° 27'.

Der Hauptstern 6. Gr. und bläulich weiß, der Begleiter in $d = 4{,}8''$, 9,1. Gr. und stark blau. Der Stern 7. Gr. P XIII 161 ist gleichzeitig im Gesichtsfelde.

Σ 1785
α 13h 45m, δ + 27° 29'.

Der Hauptstern 7,2. Gr. hat, wie schon South (1823) fand, einen Begleiter 7,5. Gr. Burnham giebt dessen Position 1892: $d = 1{,}46''$, $p = 248{,}6°$. Die Winkelbewegung des Begleiters ist gegenwärtig erheblich.

η
α 13h 50m, δ + 18° 54'.

Der Hauptstern 3. Gr. hat in $d = 2'$ einen sehr schwachen Begleiter, der aber nur optisch mit ihm verbunden ist. South 1822: $d = 126{,}2''$, $p = 119{,}5°$.

α (Arktur) (Σ^{I} 1602)
α 14h 11m, δ + 19° 44'.

Nach Sirius und Wega der hellste Stern am nördlichen Himmel, von rötlichgelber Farbe. „Die künstlichen Sterne am Zöllnerschen Photometer erscheinen bei mittlerer Farbenstellung gegen denselben grün" (Lindemann). Der Stern hat ein schönes Spektrum der Vogelschen Klasse IIa. Johnson hat einen schwachen Begleiter in 43'' Distanz gemessen, der schon 1788 vom Grafen v. Brühl gesehen worden ist. Nach Keelers spektralphotographischen Messungen 1890 hat α eine Bewegung in der Gesichtslinie von — 4,3 engl. Meilen, Vogel fand (1888 bis 1890) sehr gut übereinstimmend — 4,4 engl. Meilen.

ι (Σ 3124)
α 14h 13m, δ + 51° 49'.

Dreifach; der entferntere Begleiter 1779 von W. Herschel, der nähere 1836 von Struve entdeckt. Der Hauptstern 4,9. Gr., der entferntere Begleiter 7,5. Gr. Die Distanz des letzteren hat sich ebensowenig wie der Positionswinkel wesentlich geändert. Struve 1836: $d = 38{,}1''$, $p = 33{,}2°$. Der nähere Begleiter kann nur durch Instrumente ersten Ranges wahrgenommen werden. Struve 1836: $d = 0{,}27''$, $p = 159{,}5°$. Später hat man diesen Begleiter nicht mehr gesehen und es sind selbst Zweifel an seiner Existenz ausgesprochen worden.

Σ 1835
α 14h 19m, δ + 8° 55'.

Der Hauptstern 5,5., der Begleiter 6,8. Gr., von Struve entdeckt, Burnham fand am 36-Zoller den Begleiter wiederum doppelt (β 1111) und giebt folgende Messungen:

AB	1898,48	$d = 6{,}06''$,	$p = 186{,}5°$
BC	1898,48	0,22	18,4

Burnham hat folgende Größenschätzung: A 5,0., B 8,3., C 8,5. Der enge Doppelstern zeigt rasche Umlaufsbewegung.

γ (β 616)
α 14h 28m, δ + 38° 43′.

Der Hauptstern 2,8., der am 18½-Zoller von Burnham 1878 entdeckte Begleiter 13. Gr. gehört nur optisch zu jenem. 1898,28: $d = 29{,}37''$, $p = 102{,}2°$.

π (Σ 1864)
α 14h 36m, δ + 16° 50′.

Als Doppelstern zuerst von Hornsby 1776 erkannt. Der Hauptstern ist nach Struve 4,9. Gr., der Begleiter 6,0. Gr., beide glänzend weiß. Distanz und Positionswinkel scheinen zuzunehmen. Auwers 1862: $d = 6{,}63''$, $p = 100{,}75°$.

ζ (Σ 1865)
α 14h 36m, δ + 14° 10′.

Dreifach; der nähere Begleiter 1796, der entferntere 1782 von W. Herschel gesehen. Der Hauptstern nach Struve 3,5., der nächste Begleiter 3,9. Gr. und veränderlich. Die Distanz hat seit W. Herschels Zeiten fortwährend abgenommen. Engelmann 1883: $d = 0{,}67''$, $p = 300{,}8°$. Im Jahre 1880 zeigte ein 5zölliger Refraktor an 400facher Vergrößerung den Stern nur länglich, dagegen trennte ihn 1887 ein 8zölliger Refraktor ohne Schwierigkeit. Der entferntere Begleiter steht in $d = 90''$ und $p = 27°$. Diese Angaben nach W. Herschel; es scheint dieser Stern seit 1782 nicht mehr beobachtet worden zu sein.

ε (Σ 1877)
α 14h 41m, δ + 27° 30′.

Dieser schöne Doppelstern (Duplex pulcherrima nennt ihn Struve) ist schon mit 2½″ Öffnung leicht zu erkennen. Der Hauptstern 3. Gr. ist gelb, der Begleiter 6,3. Gr. blau. Die Farben sind sehr intensiv und gewähren durch ihren Kontrast einen reizenden Anblick. Die Distanz nimmt langsam zu. Auwers 1862: $d = 2{,}89''$, $p = 328{,}20°$.

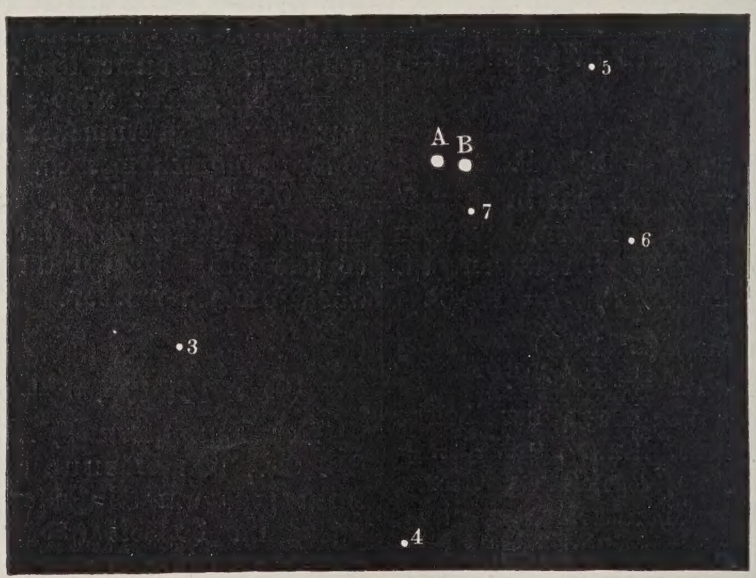
39 (Σ 1890)
α 14h 46m, δ + 49° 7′.

Von W. Herschel 1783 als doppelt erkannt. Der Hauptstern 5,8. Gr. und weiß, der Begleiter 6,5. Gr. und rötlich. Seit Struves Beobachtungen hat sich die Stellung des Trabanten nur unwesentlich verändert; $d = 3{,}65''$, $p = 44{,}00°$ (1828).

ξ (Σ 1888)
α 14h 47m, δ + 19° 31′.

Von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern nach Struve 4,7. Gr. und gelb, der Begleiter 6,6. Gr. und schön purpurrot (Fig. 94). Herschel 1782:

Fig. 94.



Umgebung von ξ Bootis, nach J. Herschel und South.

$p = 3{,}38''$, South $d = 9{,}25''$. Schiaparelli 1882: $d = 3{,}865''$, $p = 271{,}4°$. Schon Mädler hat bei diesem Doppelsterne den Versuch einer Bahnberechnung gemacht. Die Berechnungen von Doberck geben folgende Bahn des Begleiters:

Umlaufszeit 127,35 Jahre, Periastrum 1770,7, halbe gr. Axe 4,86″, Excentricität 0,7081.

44 (Σ 1909)

α 15h 1m, δ + 48° 2′.

Von W. Herschel 1781 zuerst beobachtet. Der Hauptstern 5,2. Gr. ist gelblich, der Begleiter 6,1. Gr. bläulich. Der Hauptstern, vielleicht auch der Begleiter, verändert seine Helligkeit. Bald ist der Unterschied ihres Glanzes volle zwei Größenklassen, bald nur eine halbe, ja Argelander hat beide Sterne gleich hell gesehen. Seit den frühesten Beobachtungen hat die Distanz beider Sterne zugenommen. Engelmann 1883: $d = 5{,}02''$, $p = 240{,}9°$.

47 (β 1086)

α 15h 2m, δ + 43° 32′.

Dieser Stern 5,5. Gr. hat, wie Burnham 1889 am 36-Zoller fand, einen Begleiter 13,2. Gr. 1898,49: $d = 6{,}31''$, $p = 254{,}1°$. Ein physisches System.

δ (Σ^{I} 1704)

α 15h 12m, δ + 33° 41′.

Von W. Herschel 1780 als doppelt erkannt. Der gelbe Hauptstern ist 3,2. Gr., der weiße Begleiter 7,4. Gr., nimmt ab. Struve 1822: $d = 104{,}8''$, $p = 78{,}94°$. Burnham 1879: $d = 104{,}7''$, $p = 78{,}6°$. Distanz und Position sind demnach unverändert geblieben. Schon ein Fernrohr von $1\frac{1}{2}''$ Öffnung zeigt den Begleiter.

Σ 1938

α 15h 21m, δ + 37° 42′.

Dreifach, indem der Begleiter, den Bradley zuerst beobachtete, wiederum doppelt ist. Letzteres fand W. Herschel 1781. Der Hauptstern nach Struve 4. Gr. und gelbgrün, die beiden Begleiter 6,7. und 7,3. Gr. Letztere sind zeitweilig nur in starken Ferngläsern zu trennen; 1864 zeigte ein 5zölliger Refraktor nur eine längliche Figur. 1883 war der Stern in einem 8zölligen Refraktor zwar auflösbar, aber doch ein überaus schwieriges Objekt. Schiaparelli 1882: $d = 0{,}79''$, $p = 120{,}40°$. Hind hat zuerst eine Bahnberechnung versucht, neuerdings auch Doberck, und letzterer findet: Umlaufszeit 280,29 Jahre, Periastrum 1863,51, halbe gr. Axe 1,47″, Excentricität 0,5974.

Diesen Doppelstern bezeichnet man auch bisweilen als μ^2 Bootis. Von μ ist er 108″ entfernt in $p = 171{,}6°$. Da diese Distanz seit 1821 konstant blieb, der Positionswinkel sogar seit 1781, so muß man an einen physischen Konnex auch mit μ denken.

B. Veränderliche Sterne.

v

α 13h 45m, δ + 16° 18′.

4,2. Gr., rotgelb und nach J. Schmidt wahrscheinlich in geringem Grade veränderlich. d'Arrest fand das Spektrum merkwürdig, indem die brechbarere Hälfte wie verschleiert erschien, doch gehöre er zum III. Typus.

T

α 14h 9m, δ + 19° 32′.

Baxendell sah diesen Stern 1860 April 9. in 9,7. Gr., 11. April 10. Gr., 20. April 12,8. Gr., 23. April war er unsichtbar und ist so geblieben bis zum heutigen Tage. Schoenfeld fragt mit Recht: Ist der Stern ein kurz vor dem Erlöschen aufgefundener Stern gewesen?

Y

α 14h 17m, δ + 20° 16′.

Maximum 8,0., Minimum 8,6. Gr.

S

α 14h 20m, δ + 54° 16′.

Rötlich, 1860 zu Bonn entdeckt; im Maximum 8. Gr., im Minimum unter 12. bis 13. Gr. Periodendauer 268d und ziemlich regelmäßig.

V

α 14h 26m, δ + 39° 18′.

Maximum 6,9. bis 7,6., Minimum 9,0. bis 10,5. Gr. Periode 256d.

R

α 14h 33m, δ + 27° 10′.

Ziemlich rot; Maximum 5,9. bis 7,8., Minimum 11,3. bis 12,2. Gr. Periode 223,4d.

W

α 14h 39m, δ + 26° 57′.

Maximum 5,2., Minimum 6,1. Gr. Unregelmäßig veränderlich.

C. Nebelflecke.

5466

α 14h 1m, δ + 29° 0′.

Von W. Herschel 1784 Mai 17. entdeckt. Ein gedrängter, reicher Sternhaufen von 6 bis 7′ Durchmesser, die kleinsten Sterne erschienen Herschel nebelig.

5820
α 14h 56m, δ + 54° 17′.

Ein unregelmäßiger, schwacher, mäßig großer Nebel mit hellem Centrum. Von W. Herschel 1788 Mai 5. entdeckt. Nach Brodie in einem 8zölligen Refraktor ein schwaches Objekt.

Camelopardus. (Die Giraffe.)

A. Doppelsterne.

Σ 485
α 3h 59m, δ + 62° 5′.

Ein Doppelstern, dem ein dreifacher Stern (Σ 484) voraufgeht, beide von W. Struve entdeckt. Der dreifache Stern hat folgende Komponenten: *A* 9., *B* 9,5., *C* 9. Gr. Struve giebt folgende Messungen:

AB	1830,9	d = 5,42″,	p = 132,4°
AC	1830,9	22,57	334,3

Der Doppelstern (Σ 485) ist sehr viel heller, 6,1. und 6,2. Gr. Nach Struve ist 1830: d = 17,98″, p = 303,3°. Der Hauptstern des dreifachen Systems steht zum Begleiter des Doppelsterns in folgender Position (1831): d = 48,96″, p = 244,05°.

3 (β 1043)
α 4h 32m, δ + 52° 53′.

Dieser Stern 5. Gr. hat, wie Burnham am 36-Zoller fand, einen Begleiter 12. Gr. 1888,92: d = 3,92″, p = 297,3°.

2 (Σ 566)
α 4h 35m, δ + 53° 18′.

Der Hauptstern 5,1. Gr. und weiß, der Begleiter 7,4. Gr. und aschfarben. Die Distanz nimmt langsam zu, der Positionswinkel ab. Engelmann 1883: d = 1,874″, p = 291,90°. Burnham sah noch einen schwachen Stern (13. Gr.) in d = 23,7″, p = 209,8°.

5 (β 1187)
α 4h 47m, δ + 55° 6′.

Ein Stern 5,5. Gr. mit einem Begleiter 12,2. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte. 1898,84: d = 12,70″, p = 246,0°.

7 (Σ 610)
α 4h 52m, δ + 53° 36′.

Von W. Struve entdeckt. Der Hauptstern 4,2. Gr. und weiß, der Begleiter 11,3. Gr. 1831: d = 25,647″, p = 238,32°. Dembowski fügte 1864 noch einen Begleiter hinzu. Derselbe ist 7,9. Gr. und steht vom Hauptstern in d = 1,2″, p = 308,8°.

Σ 634
α 5h 12m, δ + 79° 7′.

Von W. Struve entdeckt. Der Hauptstern 5. Gr., der Begleiter 7,9. Gr. Die Distanz nimmt ab. Jedrzejewicz 1878,32: d = 20,2″, p = 2,1°.

Σ 780
α 5h 44m, δ + 65° 43′.

Dreifach, von W. Struve entdeckt: *A* 7., *B* 8., *C* 12. Gr. Struve giebt folgende Messungen 1831:

AB	d = 3,7″,	p = 103,5°.	
AC	10,9	154,8	

Σ 1051
α 7h 19m, δ = 73° 16′.

Dreifach, von W. Struve entdeckt: *A* 6., *B* 9., *C* 7. Gr. Struve fand deren Stellung 1831:

AB	d = 1,2″,	p = 268,4°	
AC	31,2	81,5	

Σ 1694
α 12h 50m, δ + 83° 57′.

Ein leicht zu beobachtender Doppelstern. Der Hauptstern nach W. Struve 4,9. Gr., der Begleiter eine halbe Größenklasse schwächer und beide weiß. Struve 1832: d = 21,76″, p = 327,24°.

B. Veränderliche Sterne.

U
α 3h 33m, δ + 62° 19′.

Tief rot, schon von Birmingham als veränderlich vermutet, später von Wendell, Hartwig u. a. sicher als veränderlich erkannt. Maximum 7,3., Minimum 8,8. Gr. Der Lichtwechsel ist ganz unregelmäßig.

T
α 4h 30m, δ + 65° 57′.

Sehr rot, von Espin 1891 entdeckt. Maximum 7. bis 8., Minimum unter

12. Gr. Periode 370d, nach Hartwig kürzer als 1 Jahr.

C. Nebelflecke.

1501

α 3h 58m, δ + 60° 39′.

Von W. Herschel 1787 November 3. entdeckt, ziemlich hell, planetarisch, nahe 1′ Durchmesser. Rosse sieht im Centrum ein Sternchen 13. bis 14. Gr., das von einem feinen Nebel umgeben wird, den ein heller Nebelring umschließt.

2655

α 8h 43m, δ + 78° 36′.

Heller Nebel, von W. Herschel 1802 Sept. 26. entdeckt. Nach John Herschel ziemlich groß, hell und in der Mitte plötzlich heller.

x

α 12h 30m, δ + 83° 7′.

Ein planetarischer Nebel, einem Stern 9,5. Gr. an Helligkeit gleich, 5 bis 6″ im Durchmesser, mit hellem Kern 10. bis 11. Gr. Von Aitken 1900 August 31. auf der Lick-Sternwarte aufgefunden.

Cancer. (Der Krebs.)

A. Doppelsterne.

ζ (Σ 1196)

α 8h 6m, δ + 17° 57′.

Ein dreifaches System. Den entfernten Begleiter, den schon ein Fernrohr von $2^1/_2$″ Öffnung zeigt, sah zuerst Tobias Mayer; den innern entdeckte W. Herschel 1781. Nach Struve ist der Hauptstern 5. Gr., der innere Begleiter 5,7., der äußere 5,5. Gr., und alle sind gelblich, doch in verschiedenem Grade. Anfangs 1882 zeigte ein 5zölliger Refraktor an 300fache Vergrößerung den Hauptstern länglich, 1884 ein 6zölliger an 400fache Vergrößerung den Stern deutlich getrennt, 1884: $d = 0{,}9''$, $p = 67°$.

Der entferntere Begleiter zeigt nur eine sehr geringe Veränderung seiner Distanz, dagegen eine größere des Positionswinkels:

Schiaparelli	1875	$d = 5{,}38''$,	$p = 130{,}4°$
Engelmann	1883	5,44	128,1

β (β 1065)

α 8h 11m, δ + 9° 30′.

Dieser Stern 3,5. Gr. hat einen sehr schwachen, von Burnham 1889 am 36-Zoller entdeckten Begleiter 13,6. Gr. 1898,94: $d = 28{,}99''$, $p = 294{,}8°$.

φ^2 (Σ 1223)

α 8h 21m, δ + 27° 16′.

Von Christian Mayer entdeckt. Der Hauptstern ist nach Struve 6., der Begleiter 6,5. Gr. und beide sind weiß. W. Struve 1829: $d = 4{,}563''$, $p = 212{,}04°$.

v^1 (Σ 1224)

α 8h 21m, δ + 24° 52′.

Der Hauptstern 6,2., der Begleiter 7,0. Gr. Jedrzejewicz 1880,25: $d = 5{,}8''$, $p = 42{,}2°$. Es scheint nicht, daß seit 1822 eine sicher nachweisbare Stellungsänderung des Begleiters stattfand.

ϑ

α 8h 26m, δ + 18° 27′.

Ein Stern 5,5. Gr. mit einem Begleiter 9. Gr., schon von J. Herschel gemessen. Burnham 1880,05: $d = 60{,}7''$, $p = 59{,}5°$. Eine Stellungsänderung scheint seit 1830 nicht stattgefunden zu haben.

δ

α 8h 39m, δ + 18° 31′.

Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 9. bis 10. Gr. Folgende Messungen liegen unter andern vor:

Lamont	1836,2	$d = 27{,}9''$,	$p = 123{,}8°$
Burnham	1878,2	40,9	113,9

ι (Σ 1268)

α 8h 41m, δ + 29° 8′.

Von W. Herschel 1782 zuerst gesehen und die Distanz zu 29″ bestimmt. South 1822: $d = 29{,}4''$, $p = 307{,}7°$. Den Hauptstern schätzte er 6., den Begleiter 8,9. Gr. und jenen hellgelb, diesen indigoblau. Struve fand 1828 die Farben ungefähr ebenso, dagegen schätzte er den Hauptstern 4,4., den Begleiter 6,5. Gr. Distanz und Positionswinkel hatten sich nicht geändert, vielleicht nur bei jener war eine kleine Vergrößerung angedeutet. Dembowski 1858: $d = 30{,}73''$, $p = 307{,}3°$.

57 (Σ 1291)

α 8h 48m, δ + 30° 58′.

Schon von Chr. Mayer als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist nach Struve 5,9., der Begleiter 6,4. Gr. und beide sind gelb. Eine Stellungsveränderung ist seit 1782 nicht mit Sicherheit nachzuweisen. Struve 1829,71: $d = 1{,}510''$, $p = 333{,}30°$.

α

α 8h 53m, δ + 12° 15′.

Struve bezeichnet den Begleiter als debilissima und fand 1828 $d = 11{,}55''$, $p = 326{,}5°$. Der Hauptstern ist 4,5., der Begleiter 12. Gr. Burnham 1879: $d = 11{,}4''$, $p = 324{,}6°$.

66 (Σ 1298)

α 8h 55m, δ + 32° 39′.

Der Hauptstern 5,5., der Begleiter 8,2. Gr. Seit Struves Zeit hat keine wahrnehmbare Stellungsänderung stattgefunden. Dunér 1869,89: $d = 4{,}3''$, $p = 137{,}4°$.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 8h 11m, δ + 12° 2′.

Gelbrot. Von Schwerd 1829 als variabel erkannt. Im Maximum steigt der Stern bisweilen zu 6. Gr., bisweilen nur bis 8. Gr., im Minimum sinkt er unter 11,7. Gr. Periodendauer 353d, mit beträchtlichen Schwankungen.

V

α 8h 16m, δ + 17° 36′.

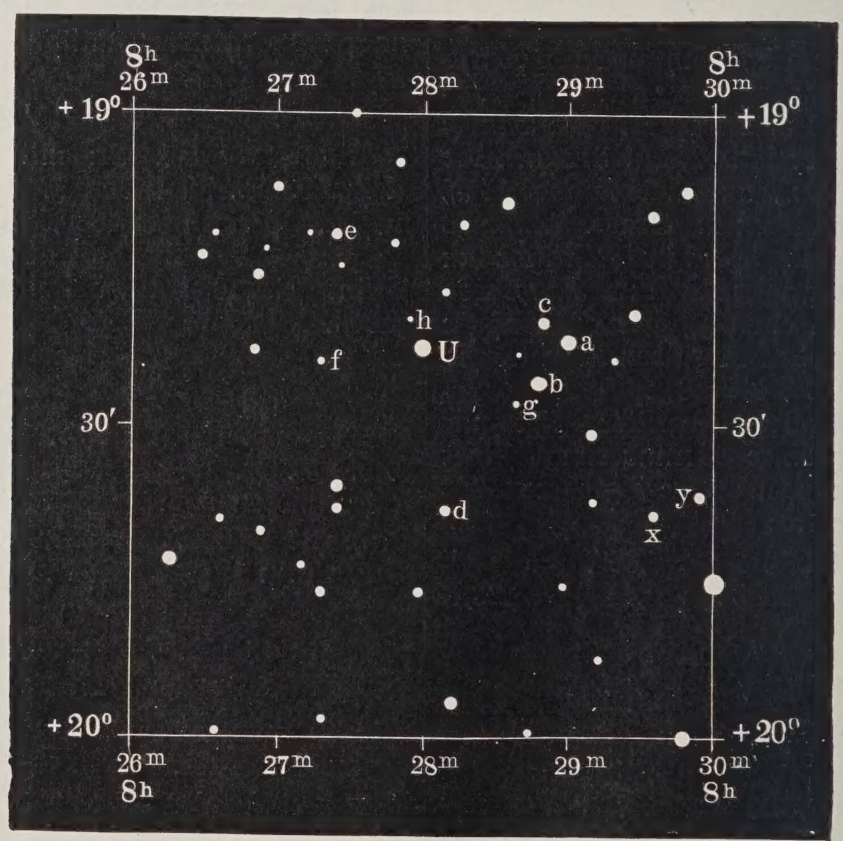
Maximum 6,8. bis 7,7., Minimum unter 12. Gr. Periode 272,1d.

U

α 8h 30m, δ + 19° 14′.

Maximum 8,4. bis 10,6., Minimum unter 14. Gr. Periode 305d. Von Chacornac 1853 entdeckt. Fig. 95 giebt eine Karte der Umgebung von U nach G. Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichsterne:

Fig. 95.



Umgebung von U Cancri, nach G. Knott.

a = 7,8. Gr.	e = 10,4. Gr.
b = 8,5. „	f = 11,3. „
c = 9,6. „	g = 12,5. „
d = 9,9. „	h = 13,5. „

S

α 8h 38m, δ + 19° 24′.

Dem Typus von Algol angehörig.

T

α 8h 51m, δ + 20° 14′.

Maximum 8,0. bis 8,5., Minimum 9,1. bis 10,5. Gr. Periode 482d. Von Hind 1850 entdeckt.

W

α 9h 4m, δ + 35° 39′.

Von Mr. Fleming als veränderlich erkannt. Im Maximum 1897 Febr. 19. sah ihn Hartwig fast dem bloßen Auge sichtbar werdend, sonst erreicht er nur 9. bis 10. Gr. und sinkt im Minimum unter 13. Gr. Nach Hartwig ist die Periode im Mittel nahe 380d.

C. Sternhaufen.

2632 (*M* 44)

α 8h 34m, δ + 20° 20′.

Die unter dem Namen Krippe (Praesepe) bekannte Sterngruppe, die teilweise schon mit bloßem Auge erkannt werden kann, und in der Galilei mit seinem eben konstruierten Fernrohre 36 Sterne unterschied. In einem Fernrohre mittlerer Größe stellt sich die Krippe, selbst bei schwächster Vergrößerung, übrigens nicht als Sternhaufen dar, sondern als sternreiche Region des Himmels. Dieser Sternhaufen ist wiederholt photographisch aufgenommen worden. Gould in Cordoba hat die Sterne seiner Aufnahmen auch vermessen.

2682 (*M* 67)

α 8h 46m, δ + 12° 11′.

Von Messier 1780 April 6. beobachtet und als Haufen kleiner Sterne mit Nebel bezeichnet. W. Herschel, der ihn im 20füßigen Teleskop betrachtete, nennt ihn einen äußerst schönen Haufen von mindestens 200 Sternen. Einige derselben sind 8. bis 9., die kleinsten 12. bis 13. Gr. Gegen die Mitte scheinen die Sterne etwas gedrängter zu stehen, doch ist ein einheitliches Centrum nicht zu erkennen. Das Objekt ist schon im Sucher sichtbar, ein 4zölliger Refraktor zeigt es sehr schön.

Canes venatici. (Die Jagdhunde.)

A. Doppelsterne.

Σ 1606

α 12h 6m, δ + 40° 27′.

Der Hauptstern ist 6,5., der Begleiter 7,5. Gr. Der Positionswinkel scheint langsam abzunehmen, die Distanz sich aber nicht wesentlich zu ändern. Dembowski 1856,46: $d = 1{,}1''$, $p = 346{,}8°$.

2 (Σ 1622)

α 12h 11m, δ + 41° 13′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Nach Struve ist der Hauptstern 5,7. Gr. und rötlich, der Begleiter 8. Gr. und blau, beide Farben sind ziemlich intensiv. Dembowski 1858: $d = 11{,}37''$, $p = 260{,}0°$.

12 (Herz Karls) (Σ 1692)

α 12h 51m, δ + 38° 51′.

Nach Struve ist der Hauptstern 3,2., der Begleiter 5,7. Gr. Eine Veränderung in der Position des Begleiters ist mit Bestimmtheit nicht nachzuweisen. Struve 1830: $d = 19{,}917''$, $p = 227{,}29°$. Dieser Doppelstern verdient bezüglich seiner Farbe aufmerksame Verfolgung, da sich zwischen den einzelnen Beobachtern in dieser Beziehung beträchtliche Differenzen zeigen.

β 925

α 12h 52m, δ + 44° 6′.

Von Burnham am 18½-Zoller 1879 als doppelt erkannt. Der Hauptstern 6,5., der Begleiter 12. Gr. 1899,08: $d = 6{,}77''$, $p = 211{,}6°$.

β 930

α 13h 2m, δ + 45° 48′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 11,3. Gr., letzterer von Burnham 1879 am 6-Zoller entdeckt. 1899,29: $d = 2{,}70''$, $p = 116{,}0°$.

17 (β 608)

α 13h 5m, δ + 39° 4′.

Ein Stern 5,5. Gr. mit einem Begleiter 10,0. Gr., von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt. 1899,08: $d = 1{,}12''$, $p = 284{,}7°$. In größerer Entfernung von 17 steht 15 Canum 5,9. Gr. in folgender Position nach Burnham: 1877,42: $d = 288{,}25''$, $p = 297{,}3°$.

25 (Σ 1768)

α 13h 33m, δ 36° 48′.

Schwieriger Doppelstern, 6. und 8. Gr., von Struve 1829 entdeckt. Damals war $d = 1{,}054''$, 1843: $d = 0{,}713''$. Burnham 1880: $d = 0{,}60''$, $p = 155{,}0°$, Engelmann 1883: $d = 0{,}80''$, $p = 151{,}4°$.

B. Veränderliche Sterne.

S

α 13h 9m, δ + 37° 55′.

Maximum 7,3., Minimum 9. Gr. Von Yendell als veränderlich bezeichnet. Periode 4,7d.

R

α 13h 45m, δ + 40° 2′.

Maximum 6,1. bis 7,0., Minimum 11,5. Gr. Periode 338d. Von Espin 1888 entdeckt.

C. Nebelflecke.

4111

α 12h 2m, δ + 43° 37′.

Von W. Herschel 1788 Januar 14. entdeckt und als heller, großer Nebel beschrieben, von dessen Kern Arme auslaufen. d'Arrest hat den Nebel in Sterne aufgelöst.

4414

α 12h 22m, δ + 31° 46′.

Von W. Herschel 1785 März 13. entdeckt und als glänzender, großer Nebel mit hellerer Mitte beschrieben, ebenso von J. Herschel.

4449

α 12h 23m, δ + 44° 39′.

Ein heller und ziemlich großer Nebelfleck, den W. Herschels Teleskop in Sterne auflöste. d'Arrest erblickte zwei Kerne oder Condensationen darin, Rosse in seinem großen Reflektor drei.

4490

α 12h 26m, δ + 42° 12′.

Der Voraufgehende von zwei Nebeln. Er ist mäßig hell, ziemlich klein und unregelmäßig rund. Der andere, der auf ihn folgt, und 3′ südlicher steht, ist heller und groß, Herschels Teleskop löste ihn zum Teil auf.

4631

α 12h 37m, δ + 33° 6′.

Ein schwacher, 15′ langer Nebel mit einem Sterne in der Mitte.

4736

α 12h 46m, δ + 41° 40′.

Mechain entdeckte diesen Nebel 1781 März 22. Von Messier beschrieben als Nebel ohne Sterne, mit hellem Mittelpunkte, ziemlich glänzend, $2\frac{1}{2}'$ im Durchmesser. Er geht etwas dem Sterne 3. Gr. (Herz Karls) vorauf und steht $2\frac{1}{2}°$ nördlicher als dieser. Smyth bezeichnet ihn als kometenförmig. Mehrere Sterne sind zugleich mit ihm im Gesichtsfelde, darunter südlich folgend ein Doppelstern.

5005

α 13h 6m, δ + 37° 36′.

Ein heller Nebel, 6′ lang, 1,5′ breit, von Herschel 1785 Mai 1. entdeckt. Der Nebel wird gegen die Mitte plötzlich viel heller und hat dort das Aussehen eines Kernes.

5033

α 13h 9m, δ + 37° 8′.

Nebel, von W. Herschel 1785 Mai 1. entdeckt und als sehr hell, beträchtlich groß und stufenweise heller in der Mitte bezeichnet. Nach J. Herschel besitzt er einen hellen Kern. Rosse giebt eine Zeichnung des Nebels.

5055

α 13h 11m, δ + 42° 34′.

Von Mechain (1773) entdeckt. Messier nennt ihn sternlos und schwach; ein Stern 8. Gr. gehe ihm vorauf. Herschel sah ihn 9′ bis 10′ lang und fast 4′ breit, mit sehr hellem Kerne. Huggins hat zuerst sein Spektrum beobachtet und dasselbe kontinuierlich gefunden. In Wirklichkeit ist der Nebel also ein sehr weit entfernter Sternhaufen, dessen einzelne Sterne unsere Teleskope nicht mehr erreichen.

5194

α 13h 26m, δ + 47° 43′.

Der berühmte Spiralnebel im nördlichen Jagdhunde. Mit dem großen Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte hat J. Keeler 1899 Aufnahmen dieses Nebels von 3 bis 4 Stunden Expositionsdauer gemacht. Es fanden sich auf den Platten in der unmittelbaren Nachbarschaft des Nebels noch sieben kleine, lichtschwache Nebel, die mit jenem in keiner Verbindung stehen; überhaupt scheint die ganze Umgebung mit kleinen Nebelflecken besäet. Am großen Lick-Refraktor stand selbst der hellste der

obigen kleinen Nebel an der Grenze der Wahrnehmbarkeit für dieses Instrument.

5272 (*M* 3)
α 13h 38m, δ + 28° 53′.

Von Messier am 3. Mai 1764 beobachtet. Er beschreibt ihn als Nebel ohne Sterne, rund, mit glänzendem Mittelpunkte und gegen den Rand abfallender Helligkeit. Nach Holetschek in seiner Gesamthelligkeit einem Sterne 6,5. Gr. vergleichbar. Im Sucher erkannte ihn Herschel als verschwommenen Lichtpunkt in der Nähe eines ebenso hellen, aber scharfen Sternes. Im 7füßigen Teleskope vermutete er 1783 einige Sterne in diesem Nebel. Im 10füßigen Teleskope war er bei 4″ Spiegeldurchmesser auflösbar, bei 5″ leicht auflöslich, bei 6″ aufgelöst. Mit 7zölligem Spiegel konnte Herschel die Sterne sehr leicht erkennen. Ein moderner, $3\frac{1}{2}$zölliger Refraktor löst den Nebel ebenfalls auf. Im 20füßigen Teleskope erschien er als schöner, kugelförmiger Sternhaufen von 5′ bis 6′ Durchmesser.

Canis Major. (Der große Hund.)

A. Doppelsterne.

λ (β 753)
α 6h 24m, δ — 32° 31′.

Ein Stern 5. Gr. mit einem Begleiter 8. Gr., den Burnham 1879 mit dem 6-Zoller auf Mt. Hamilton entdeckte. 1898,19: d = 1,14″, p = 43,1°.

β 19
α 6h 38m, δ — 15° 54′.

Ein Stern 6,5. Gr., neben welchem Burnham einen Begleiter 9,5. Gr. fand. Dembowskis Messungen 1876 ergaben: d = 3,5″, p = 165,0°.

α (Sirius)
α 6h 41m, δ — 16° 33′.

Ein merkwürdiger Doppelstern, weil der Begleiter als notwendig vorhanden erkannt wurde, ehe man ihn im Fernrohre gesehen hatte. Burnham hat außer dem Begleiter 10. Gr. am 40zölligen Yerkesrefraktor noch eine Anzahl sehr lichtschwacher Sterne *E* 16., *F* 16,5., *H* 16., *K* 16. Gr. und *G* gemessen, deren Positionen sind:

AE	1899,88	p = 193,7°	d = 54,70″
AF	1898,85	4,6	53,12
AH	1899,86	280,6	40,25
AK	1899,86	22,5	29,53
AG	1899,17	249,0	86,78

μ (Σ 997)
α 6h 51m, δ — 13° 55′.

Der Hauptstern ist nach Struve 4,7. Gr. und gelb, der Begleiter 8,0. Gr. und blau. Die Distanz vermindert sich. Dembowski 1864: d 2,75″, p 337,20°.

β 328
α 7h 2m, δ — 11° 9′.

Dreifach, *A* 6,5., *B* 8,0., *C* 10,4. Gr. *C* von Struve entdeckt, *B* von Burnham am 6-Zoller.

AB	1899,26	d = 0,43″,	p = 132,3°
ABC	1899,26	17,40	350,3

β 329
α 7h 5m, δ — 16° 4′.

Ein Stern 6,2. Gr. mit einem Begleiter 11. Gr., den Burnham mit dem 6-Zoller entdeckte. 1898,80: d = 29,78″, p = 97,3°.

B. Veränderliche Sterne.

R
α 7h 15m, δ — 16° 12′.

Von Sawyer 1887 als veränderlich erkannt und zum Typus der Algolsterne gehörend.

C. Sternhaufen.

2287
α 6h 43m, δ — 20° 38′.

Großer Sternhaufen, schon dem bloßen Auge sternartig sichtbar. Messier bemerkt, er sehe in einem Fernrohre von 1′ Brennweite wie ein Nebel aus, sei aber ein Haufen kleiner Sterne. Ein rötlichgelber Stern zeigt sich in der Mitte. Schon am Sucher als großer Sternhaufen sichtbar. Bei schwacher Vergrößerung des Refraktors erscheint das Gesichtsfeld mit Sternen der verschiedensten Größe erhellt. Von Gould in Cordoba photographisch aufgenommen und vermessen.

2360
α $7^h\ 13^m$, δ $-15^\circ\ 27'$.
Schöner, ziemlich gedrängter Sternhaufen, fast 30′ im Durchmesser, von Caroline Herschel zuerst aufgefunden.

Canis Minor. (Der kleine Hund.)

A. Doppelsterne.

β
α $7^h\ 22^m$, δ $+8^\circ\ 29'$.

Dieser Stern 3. Gr. hat zwei schwache Begleiter B 10,5., C 9,5. Gr. in seiner Nähe. Burnham giebt für dieselben folgende Positionen 1880:

AB: $d = 122{,}3''$, $p = 76{,}6^\circ$
AC: 138,8 310,1

Burnham hat noch zwei nähere Begleiter gesehen in $d = 97''$, $p = 23^\circ$ und $d = 48''$, $p = 82^\circ$, letzterer ist überaus lichtschwach (13. Gr.).

η (β 21)
α $7^h\ 22^m$, δ $+7^\circ\ 10'$.

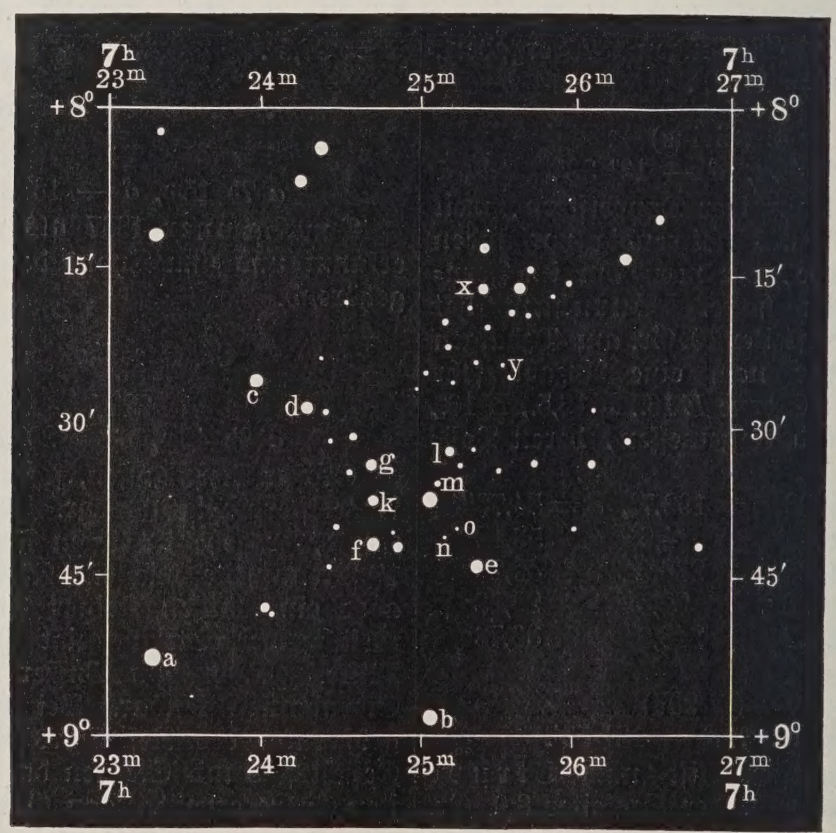
Ein Stern 6. Gr. mit einem Begleiter 11,2. Gr., letzterer von Burnham am 6-Zoller entdeckt. 1891,96: $d = 3{,}99''$, $p = 25{,}8^\circ$.

α (Procyon)
α $7^h\ 34^m$, δ $+5^\circ\ 30'$.

Lamont fand 1836 in der Nähe dieses Sterns 1. Gr. einen schwachen Begleiter B in $d = 57''$, $p = 262^\circ$. Einen anderen C 8. bis 9. Gr. fand Powell 1855 in $d = 326{,}3''$ und $p = 83{,}8^\circ$. Derselbe ist wahrscheinlich veränderlich. Ein Stern D 9. Gr. steht nach Powell in $d = 384''$, $p = 282^\circ$, ein hellerer Stern E in $d = 643''$, $p = 100^\circ$. Dieser letztere ist für sich doppelt (Σ 1126) und besteht aus zwei Sternen 6,5. und 7,5. Gr. mit 1,5″ Distanz voneinander. In unmittelbarer Nähe von α hat der 26zöllige Refraktor zu Washington drei sehr schwache Begleiter in folgenden Stellungen gezeigt:

1. Begleiter	$d = 6''$,	$p =$	10°
2. „	8,8		36
3. „	< 10		50

Fig. 96.



Umgebung von S Canis minoris, nach G. Knott.

Außer diesen sind noch zwei andere, äußerst schwache Satelliten mit demselben Instrumente vermutet worden. Burnham hat außer dem Lamontschen Begleiter mit dem 18zölligen Refraktor zu Chicago niemals einen anderen, der dem Hauptsterne α näher stand, wahrnehmen können; ebensowenig später am 36-Zoller der Licksternwarte bei Vergrößerungen bis zu 3600fach, er bezeichnet α als „einfach, ohne Begleiter".

14

α 7h 53m, δ + 2° 29′.

Dreifach. Der Hauptstern ist 5,6. Gr., der Begleiter B 7., C 8. Gr. Herschel und South fanden 1822:

AB:	$d = 76''$,	$p = 66°$
AC:	$112''$	153

B. Veränderliche Sterne.

R

α 7h 3m, δ + 10° 11′.

Rötlich. Maximum 7,2. bis 7,9., Minimum 9,5. bis 10,0. Gr. Periode 337,7d. Zu Bonn 1855 entdeckt.

S

α 7h 27m, δ + 8° 32′.

Maximum 7,2. bis 7,8., Minimum 10,5. bis 12,7. Gr. Der Stern ist feuerrot. Periode 330,3d. Von Gied 1856 entdeckt. Spektrum nach Dunér mit sehr breiten und tiefen Banden, besonders im Grün und Blau. Fig. 96 giebt eine Karte der Umgebung von S nach G. Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichsterne:

a =	7,0. Gr.	h =	11,5. Gr.
b =	8,6. „	k =	11,6. „
c =	8,9. „	l =	12,1. „
d =	9,4. „	m =	12,9. „
e =	9,5. „	n =	13,5. „
f =	9,6. „	o =	13,5. „
g =	10,4. „		

Capricornus. (Der Steinbock.)

A. Doppelsterne.

3 (β 294)

α 20h 11m, δ — 12° 39′.

Als dreifach von Burnham, am 26-Zoller erkannt: A 5,7., B 13., C 13,5. Gr.

AB	1891,64	$d = 27{,}14''$,	$p = 36{,}2°$
BC	1891,64	8,17	177,9

α^1, α^2 (Σ^1 2444)

α 20h 12m, δ — 12° 50′.

Der erstgenannte Stern 3,2., der andere 4,2. Gr., beide gelb und wurden zuerst von Hevel, dann von Flamsteed getrennt beobachtet. $d = 376''$. Jeder von beiden Sternen ist für sich ein Doppelstern. α^1 (β 295) hat in $d = 44{,}8''$, $p = 221{,}1°$, einen Begleiter 9,5. Gr., außerdem fand Burnham am 26-Zoller zu Washington noch ein Sternchen 13. Gr. 1899,43: $d = 43{,}46''$, $p = 181{,}5°$. Der Stern α^2 hat einen schwachen Begleiter 10,5. Gr. in $d = 7{,}4''$ und $p = 150°$. Derselbe ist von Burnham mit einem 6zölligen Refraktor gesehen worden, ebenso von Buffham mit einem 9zölligen Reflektor. Clark fand 1862 mit dem 18zölligen Refraktor, der später nach Chicago kam, daß dieser Begleiter für sich wiederum doppelt ist. Nach Burnham ist dieser 11. Gr. $d = 1{,}16''$, $p = 59{,}2°$. Ein dritter Begleiter von α^2 ist 9. Gr. und Burnham giebt dafür 1880: $d = 154{,}4''$, $p = 156{,}2°$.

σ (Σ^1 2447)

α 20h 14m, δ — 19° 26′.

Von W. Herschel am 5. September 1782 entdeckt. Der Hauptstern 5,5. Gr., der Begleiter 9. Gr., d (1823) = 54″, $p = 176{,}3°$. Der Hauptstern ist rötlich.

β

α 20h 15m, δ — 15° 6′.

Der Hauptstern 2,5. Gr. und goldgelb, der Begleiter 6. Gr. und blau. Struve 1835: $d = 205''$, $p = 267{,}3°$. Ein schwacher Stern steht gegen den Hauptstern $p = 296°$, gegen den Begleiter $p = 63{,}4°$. Sir John Herschel fand, daß dieser Stern 11. Gr. aus zwei Sternen 11,5. Gr. besteht, die 3″ voneinander entfernt sind. J. Herschel behauptete, daß ein Teleskop, welches die Uranusmonde zeigen soll, diesen Doppelstern darstellen müsse. Im Jahre 1883 bemerkte

Barnard bei einer Bedeckung dieses Sterns durch den Mond, daß die eine der beiden Komponenten selbst wieder doppelt ist und aus zwei Sternchen von 0,8″ Distanz besteht. Burnham hat diese Wahrnehmung bestätigt, er fand 1888,7: d = 0,84″, p = 105,9°.

π (β 60)
α 20h 22m, δ — 18° 32′.

5,0. Gr. Mitchell sah ihn mit dem 10½ zölligen Refraktor zu Cincinnati länglich, 1871 stellte Burnhams 6-Zoller den Stern doppelt dar, der Begleiter ist 9,3. Gr. Aitken 1898,56: d = 3,40″, p = 144,2°. Am 26-Zoller fand Burnham noch einen Stern 13,5. Gr., für den Aitken folgende Position giebt: 1898,56 d = 38,12″, p = 43,5°.

ϱ (β 61)
α 20h 23m, δ — 18° 8′.

Dreifach: A 5,0., B 7,5., C 13. Gr. B von J. Herschel, C von Burnham am 6-Zoller entdeckt.

AB	1898,63	d = 2,58″,	p = 172,2°
BC	1899,44	55,32	151,5

Ein Stern 7. Gr. steht gegen A nach Burnham 1899,44 in d = 246,96″, p = 150,1°.

o
α 20h 24m, δ — 18° 55′.

Schon von Bradley doppelt gesehen. Der Hauptstern 6., der Begleiter 7. Gr. Stone 1879: d = 22,1″, p = 240,1°.

β 668
α 20h 27m, δ — 10° 12′.

6,0. Gr. mit einem Begleiter 12. Gr., den Burnham am 18½-Zoller entdeckte. Ein physisches System. 1898,56: d = 4,75″, p = 27,3°.

B. Nebelflecke.

7099 (M 30)
α 21h 35m, δ — 23° 38′.

Rund, ohne Sterne, von Messier am 3. Aug. 1764 entdeckt und als schwer sichtbar beschrieben, 3′ im Durchmesser. An schwacher Vergrößerung kometenartig mit sternförmiger Verdichtung; bei stärkerer Vergrößerung auflösbar. Herschel sah die einzelnen Sterne teilweise mit einem 10füßigen Reflektor. Rosse erkennt hier eine spiralförmige Anordnung der Sterne.

Cassiopeia.

A. Doppelsterne.

β (Σ^{I} 2)
α 0h 4m, δ + 58° 36′.

Dieser Stern 2,5. Gr. hat nach Smyth in 5′ Distanz einen lichtschwachen Begleiter 10. Gr. Burnham giebt 1879 dafür folgende Position: d = 287″, p = 324,5°, und bemerkt, er sehe am 18zölligen Refraktor mehr als ein Dutzend Sterne, die β näher stehen als der Smythsche Begleiter.

β 1094
α 0h 25m, δ + 59° 26′.

5,7. Gr. mit einem von Burnham am 36-Zoller gefundenen Begleiter 9,5. Gr. 1889,53 d = 0,70″, p = 244,6°.

λ ($o\Sigma$ 12)
α 0h 26m, δ + 53° 58′.

Ein sehr schwieriger Doppelstern, von O. Struve in Pulkowa am 21füßigen Refraktor als solcher erkannt. Beide Sterne erschienen in Berührung und 6. Gr. Dembowski vermochte 1855 nur eine längliche Figur zu erkennen. Hall fand 1879 am 26-Zoller zu Washington d = 0,41″, p = 320,1°. Im Jahre 1887 trennte ein 8zölliger Refraktor den Stern deutlich.

α (Σ 45)
α 0h 35m, δ + 55° 59′.

Den Begleiter 9. Gr. sah W. Herschel zuerst 1781. Sir John Herschel erkannte 1831 den Hauptstern als veränderlich; nach Powell soll auch der Begleiter einen geringen Lichtwechsel zeigen. Struve fand 1820: d = 57,4″, p = 278,5°, Burnham 1878: d = 62,5″, p = 279,8°. Mit einem 2zölligen Refraktor ist der Begleiter leicht zu sehen.

o (β 231)
α 0h 39m, δ + 47° 44′.

Von Burnham am 6-Zoller als doppelt erkannt; der Hauptstern 5,5., der

Begleiter 12. Gr. 1888,71: $d = 32{,}63''$, $p = 303{,}5^0$.

β 492

α $0^h\,40^m$, δ $+\,54^0\,40'$.

6,0. Gr. mit einem Begleiter 12. Gr., den Burnham am 26-Zoller entdeckte. Ein physisches System. 1898,65: $d = 2{,}12''$, $p = 151{,}5^0$.

η (Σ 60)

α $0^h\,43^m$, δ $+\,57^0\,18'$.

Von W. Herschel 1779 entdeckt. Der Hauptstern nach Struve 4. Gr. und gelb, der Begleiter 7,6. Gr. und purpurfarbig. John Herschel und South bezeichneten 1821 den Hauptstern als rot, den Begleiter als grün. Die Distanz hat seit Herschels Zeit stetig abgenommen. Engelmann 1882: $d = 5{,}16''$, $p = 165{,}7^0$.

β 497

α $0^h\,47^m$, δ $+\,60^0\,34'$.

Dreifach, der Begleiter doppelt, letzterer von Burnham am $18^1/_2$-Zoller 1877 entdeckt. A 6,0., B 8,7., C 10,5. Gr.

AB	1898,72	$d = 125{,}06''$,	$p = 171{,}6^0$
BC	1898,73	0,84	151,6

ν' (β 1098)

α $0^h\,49^m$, δ $+\,58^0\,25'$.

6,0. Gr. mit einem von Burnham am 38-Zoller 1889 entdeckten Begleiter 14. Gr. 1898,60: $d = 13{,}18''$, $p = 74{,}0^0$.

γ (β 1028)

α $0^h\,51^m$, δ $+\,60^0\,10'$.

Dieser helle Stern 3. Gr. hat in $d = 432''$, $p = 327{,}3^0$ einen Begleiter 9. Gr. Burnham sah mehr als ein Dutzend Sterne, die dem Hauptsterne näher stehen, und giebt für B 11. und C 13,5. Gr. folgende Messungen:

AB	1898,75	$d = 2{,}02''$,	$p = 256{,}5^0$
BC	1898,50	52,69	347,7

β 1099

α $0^h\,51^m$, δ $+\,59^0\,49'$.

Der Hauptstern 6,2., der Begleiter ebenfalls 6,2. Gr., am 36-Zoller von Burnham als doppelt erkannt. 1899,46: $d = 0{,}20''$, $p = 312{,}6^0$. Der Begleiter zeigt rasche Bewegung und seine Position sollte deshalb, wie Burnham empfiehlt, jedes Jahr an großen Refraktoren bestimmt werden.

β 396

α $0^h\,57^m$, δ $+\,60^0\,32'$.

Ein Stern 6,0., mit einem Begleiter 10,0. Gr., den Burnham am 6-Zoller entdeckte. 1889,53: $d = 1{,}28''$, $p = 66{,}4^0$.

ψ (Σ 117)

α $1^h\,19^m$, δ $+\,67^0\,36'$.

A 4,4. Gr. und gelb, C 8,9., D 9,5. Gr. nach Struve. A und B von W. Herschel 1782 entdeckt, C 1831 von Struve, den näheren Begleiter (β 1101) B 13. Gr. entdeckte erst 1889 Burnham am 36-Zoller. Letzterer giebt folgende Messungen:

AB	1898,68	$d = 2{,}93''$,	$p = 41{,}8^0$
AC	1898,68	27,44	108,8
AD	1898,58	2,90	255,4

A und B sind physisch verbunden, C und D scheinen relativ fix.

40

α $1^h\,30^m$, δ $+\,72^0\,32'$.

6. Gr. mit einem Begleiter 10. Gr. nach John Herschel. Burnham giebt folgende Position desselben: 1879: $d = 53{,}3''$, $p = 237{,}0^0$.

44 (β 1103)

α $1^h\,37^m$, δ $+\,60^0\,2'$.

6,2. Gr. mit einem Begleiter 13. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte. 1898,61: $d = 1{,}73''$, $p = 4{,}6^0$.

48 (β 513)

α $1^h\,54^m$, δ $+\,70^0\,25'$.

Vierfach, von Burnham entdeckt. A 5,0., B 7,7., C 13., D 13. Gr.

AB	1891,61	$d = 0{,}58''$,	$p = 313{,}5^0$
AC	1898,78	23,81	50,3
AD	1898,86	47,09	83,3

Der innere Begleiter B war 1898 äußerst schwierig zu sehen und hat wahrscheinlich eine kurze Umlaufsdauer.

49 (β 785)

α $1^h\,56^m$, δ $+\,75^0\,38'$.

6. Gr. mit einem von Burnham entdeckten Begleiter 12,5. Gr. 1898,65: $d = 5{,}35''$, $p = 244{,}3^0$.

ι (Σ 262)

α $2^h\,21^m$, δ $+\,66^0\,59'$.

Ein dreifaches System; der entferntere Begleiter von W. Herschel 1779, der nähere 1782 entdeckt. Nach Struve ist A 4,2. Gr. und gelb, B 7,1. Gr. und blau, C 8,1. Gr. und ebenfalls blau.

Dembowski findet den Hauptstern weiß, den zweiten azur, den dritten rötlich-violett. Engelmann 1883:

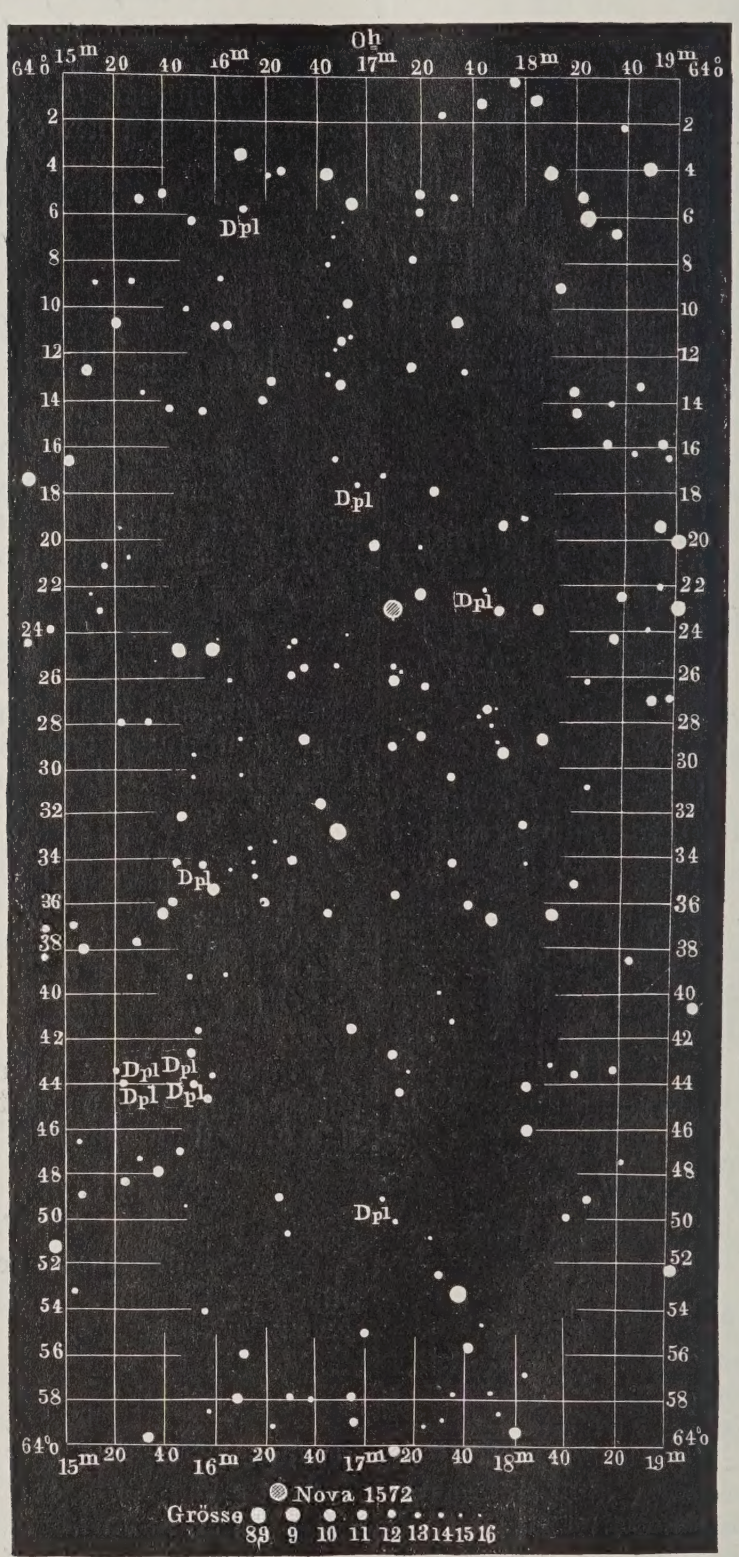
AB	$d = 2{,}2''$,	$p = 82{,}0°$
AC	7,4	110,0

β 278

α 23h 16m, δ + 61° 39′.

6,0. Gr. mit einem von Burnham entdeckten Begleiter 12. Gr. 1898,59: $d = 12{,}86''$, $p = 174{,}8°$.

Fig. 97.



Die Umgebung des neuen Sterns von 1572 in der Cassiopeia, nach d'Arrest.

4

α 23h 20m, δ + 61° 44′.

Vierfach: A 5., B 9., C 11., D 13. Gr. nach Burnham. Dieser giebt für 1879:

AB	d = 98,1″,	p = 226,2°
AC	214,3	258,3
AD	10,3	35,3

100, 101

α 23h 54m, δ + 58° 0′.

Ein vielfacher Stern oder eine Gruppe von mehreren Doppelsternen. Der Hauptstern A 5,4. Gr. hat nach O. Struve einen Begleiter B 10. Gr. in d = 1,5″, p = 336,8° (1851). Burnham fand dafür 1880,6 d = 1,26″, p = 342,6°. Ein Stern C 7,4. Gr. steht von A in d = 76,1″, p = 269,2°. Von C steht ein Stern D 8,9. Gr. in d = 1,4″, p = 224°:

Von A steht ein Stern a 10,5. Gr. in d = 43,6″, p = 114,5° (Burnham 1880,6)
„ A „ „ „ b 10,5. „ „ 67,1 338,7 („ 1880,6)
„ b „ „ „ c 10,5. „ „ 11,1 74,3 („ 1880,6)
„ C „ „ „ d 11,5. „ „ 27,4 336,8 („ 1880,6)

Der Stern B ist außerordentlich schwierig zu sehen, unter sehr günstigen Umständen sah ihn Burnham indessen an einem 8zölligen Refraktor.

σ (Σ 3049)

α 23h 54m, δ + 55° 13′.

Von W. Herschel entdeckt. Der Hauptstern 5,4. Gr. ist grünlich, der Begleiter 7,5. Gr. blau. Struve 1833: d = 3,012″, p = 323,47°, Dembowski 1858: d=3,01″, p=326,47°. Beide Sterne sind physisch miteinander verbunden.

B. Veränderliche Sterne.

B

α 0h 19m, δ + 63° 35′.

Ort der Nova von 1572. D'Arrest hat mit dem $10^1/_2$zölligen Refraktor alle Sterne rings um diesen mappiert. Seine Karte ist Fig. 97 reproduziert. Innerhalb eines Kreises von 10′ Radius um den wahrscheinlichsten Ort der Nova, kann man jeden in der Karte nicht verzeichneten Gegenstand, der sich am Himmel zeigen sollte, mit völliger Sicherheit als neu oder veränderlich betrachten. Im Jahre 1889 hat Isaak Roberts die Region, in welcher Tychos Stern stand, photographisch aufgenommen. Seine Photographie erstreckt sich auf Sterne bis zur 17. Gr. und enthält 400 Sterne, während die Karte von d'Arrest nur 212 Sterne enthält. Die Photographie zeigt am Orte der Nova nichts, weder Stern, noch Nebel, dagegen fünf Sterne, welche beträchtlich ihren Ort verändert haben, einige andere, die eine Veränderung der Helligkeit anzeigen, und endlich enthält die Karte sechs Sterne, welche auf der Photographie fehlen. Letzteres verdient eine genaue Untersuchung. Denn die von d'Arrest eingetragenen Sterne haben zu seiner Zeit sicherlich an den betreffenden Orten gestanden, und es kann sich nur um die Frage handeln, ob dieselben vielleicht veränderlich sind oder noch unbekannten Planeten angehören.

α

α 0h 35m, δ + 55° 59′.

Von Bird 1831 als veränderlich erkannt und gelblichrot. Die Lichtschwankungen (2,2. bis 2,8. Gr.) sind unregelmäßig und von leichten Veränderungen der Farbe begleitet. Oft ist der Stern ganz unveränderlich.

V

α 0h 41m, δ + 47° 43′.

Sehr rot. Maximum 8,0. bis 8,8., Minimum unter 15. Gr. Periode 276d. Von Espin 1887 entdeckt.

S

α 1h 12m, δ + 72° 5′.

Sehr rot. Maximum 6,7. bis 8,6., Minimum unter 13,5. Gr. Periode 610,5d. Zu Bonn 1861 entdeckt.

C. Sternhaufen.

7789

α 23h 52m, δ + 56° 10′.

Ein schöner, sehr reicher und gedrängter Sternhaufen, den Miß Caroline Herschel 1783 zuerst auffand. Die Sterne sind 10. Gr. bis zu den kleinsten Pünktchen, die ein großes Fernrohr noch zeigt. Der Sternhaufen liegt zwischen ϱ und σ Cassiopeiae.

225

α 0h 38m, δ + 61° 14′.

Ein großer Haufen sehr grob zerstreuter Sterne, 15 bis 20′ im Durch-

messer. Die Sterne sind hell. Unter ihnen ein solcher 8. Gr. mit einem Begleiter 10. Gr. in $d = 16{,}4''$, $p = 68°$, von Burnham 1879 gemessen. Von Miß Caroline Herschel entdeckt, mitten zwischen γ und $\varkappa$.

581

α 1h 27m, δ + 60° 11′.

Ein schöner Sternhaufen etwas nördlich von δ und diesem 1° folgend. Ein sehr schöner roter Stern 9. Gr. steht in diesem Haufen, ebenso der Doppelstern (Σ 131) 6. und 10. Gr., $d = 13{,}6''$, $p = 142{,}3°$ (1830).

663

α 1h 39m, δ + 60° 45′.

Schon im Sucher sichtbar und ein schönes Objekt bei schwacher Vergrößerung. Der Durchmesser dieses prachtvollen Sternhaufens beträgt 15′.

Cepheus.

A. Doppelsterne.

Σ 2

α 0h 4m, δ + 79° 7′.

Ein Stern 6,3. Gr. mit einem Begleiter 6,6. Gr. in $d = 0{,}8''$. v. Glasenapp findet aus den Beobachtungen von 1828 bis 1892 eine Umlaufszeit von 166,24 Jahren, $a = 0{,}55''$, $e = 0{,}40$, $t = 1890{,}9$.

Σ 13

α 0h 11m, δ + 76° 23′.

Der Hauptstern ist 6,5., der Begleiter 7. Gr. Burnham 1889: $d = 0{,}8''$, $p = 91{,}7°$.

48 (β 1176)

α 3h 8m, δ + 77° 22′.

Dreifach, am 36-Zoller von Burnham entdeckt. A 5,7., B 12,5., C 13,3. Gr.

AB	1890,65	$d = 1{,}18''$,	$p = 277{,}6°$
AC	1890,63	10,95	227,9

Der nähere Begleiter schwierig zu sehen (Burnham).

$\varkappa$ (Σ 2675)

α 20h 12m, δ + 77° 25′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern ist 4,0. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 8. Gr. und blau. Dembowski 1857: $d = 7{,}29''$, $p = 124°$.

β 1134

α 20h 20m, δ + 63° 39′.

Der Hauptstern 5,8., der von Burnham am 36-Zoller entdeckte Begleiter 12,7. Gr. 1889,48: $d = 4{,}32''$, $p = 80{,}8°$.

Σ 2780

α 21h 9m, δ + 59° 34′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 7. Gr. und beide weiß. Seit Struves frühester Beobachtung hat keine Stellungsänderung des Begleiters stattgefunden. Wilson giebt für 1873: $d = 1{,}0''$, $p = 224{,}3°$. Ein 5zölliger Refraktor stellt den Stern bei guter Luft doppelt dar oder doch länglich.

β (Σ 2806)

α 21h 28m, δ + 70° 7′.

Von W. Herschel 1779 entdeckt. Der Hauptstern ist 3. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 8. Gr. und blau. Struve 1832: $d = 13{,}57''$, $p = 250{,}3°$. Dembowski fand den Hauptstern gelb.

β 1143

α 21h 36m, δ + 57° 2′.

Vierfach. Der Hauptstern A ist 6., B 13,7., C 7,3., D 7,3. Gr. A, C und D bilden Struves Σ 2816. B entdeckte Burnham am 36-Zoller.

AB	1889,62	$d = 1{,}55''$,	$p = 323{,}5°$
AC	1889,61	11,86	120,4
AD	1889,61	19,94	339,5

μ (β 690)

α 21h 40m, δ + 58° 19′.

Herschels „Garnet star“, von Burnham am 18½-Zoller 1878 als dreifach erkannt. Der Hauptstern A 5. (veränderlich), B 12,6., C 12,7. Gr.

AB	1898,58	$d = 19{,}36''$,	$p = 260{,}0°$
AC	1898,58	41,14	298,7

Σ 2840

α 21h 49m, δ + 55° 20′.

Ein schönes Sternpaar 6. und 7. Gr. Der Hauptstern ist grünlich, der Begleiter bläulich. Engelmann fand 1864: $d = 19{,}68''$, $p = 194{,}50°$.

ξ (Σ 2863)

α 22h 1m, δ + 64° 9′.

Von Herschel 1779 entdeckt. Der gelbliche Hauptstern ist 4,7. Gr., der blaue

Begleiter 6,5. Gr. Dembowski 1858: $d = 6{,}235''$, $p = 286{,}80°$.

19 (β 697)

α 22h 2m, δ + 61° 48′.

Dieser Stern 6. Gr. hat, wie Burnham 1878 am 18½-Zoller fand, einen Begleiter 12,1. Gr. 1898,58: $d = 20{,}18''$, $p = 93{,}1°$.

Σ 2872

α 22h 5m, δ + 58° 47′.

Der Hauptstern 6,5. Gr. hat in $d = 21{,}7''$, $p = 316{,}4°$ einen Begleiter 6,5. Gr. Letzterer ist für sich doppelt und besteht aus zwei Sternen 7. Gr., die nur 0,6″ voneinander entfernt sind.

Σ 2883

α 22h 8m, δ + 69° 39′.

Von W. Herschel 1798 entdeckt. Der Hauptstern ist 6,2. Gr. und bläulich, der Begleiter 8,2. Gr. und blau. Dembowski 1857: $d = 15{,}02''$, $p = 254{,}7°$.

δ (β 702)

α 22h 26m, δ + 57° 54′.

Der Hauptstern ist veränderlich und hat einen von Burnham am 18½-Zoller entdeckten Begleiter B 13. Gr., sowie einen entfernten Begleiter C 5,3. Gr., den schon Struve 1835 beobachtete (Σ^{I} 2721):

AB	1898,51	$d = 19{,}84''$,	$p = 284{,}2°$
AC	1898,51	40,94	191,5

π ($O\Sigma$ 489)

α 23h 5m, δ + 74° 41′.

Der Hauptstern 5. Gr. hat in $d = 1{,}3''$ und $p = 24°$ einen Begleiter 8,9. Gr., in größerer Entfernung und $p = 241°$ sah J. Herschel noch ein Sternchen 11. Gr.

o (Σ 3001)

α 23h 14m, δ + 67° 34′.

Der Hauptstern 5,2. Gr. ist gelb, der Begleiter 7,8. Gr. intensiv blau. Doberck 1877: $d = 2{,}68''$, $p = 191{,}7°$.

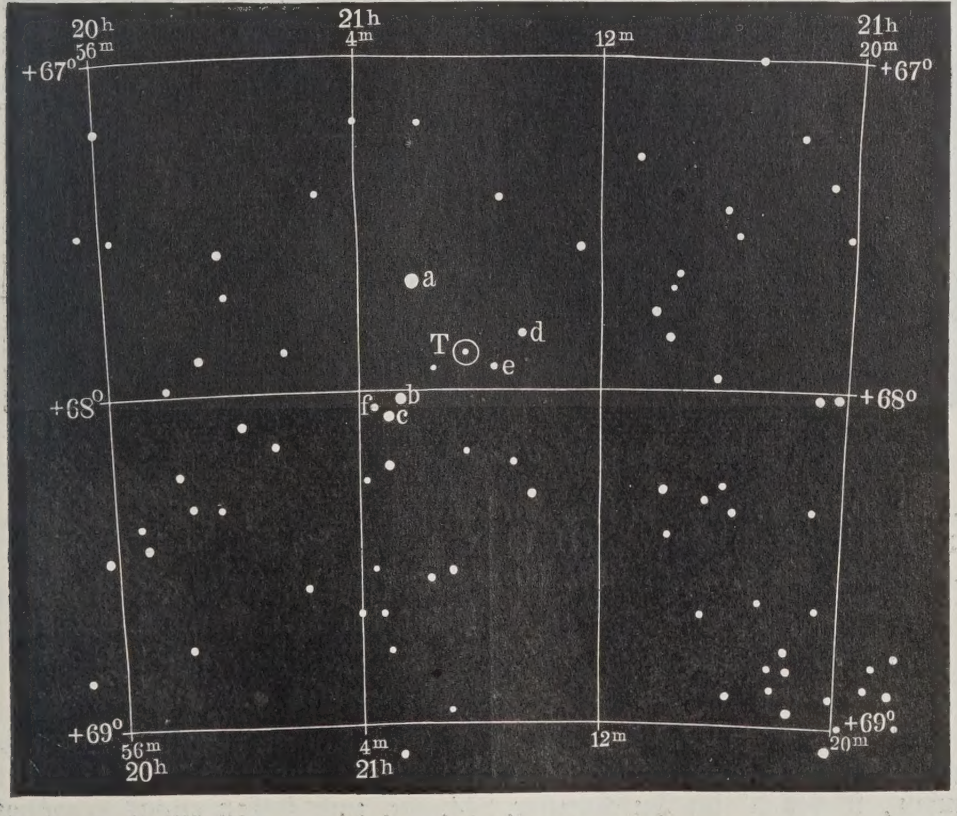
B. Veränderliche Sterne.

T

α 21h 8m, δ + 68° 5′.

Entdeckt von Ceraski 1878. Maximum 5,2. bis 6,8., Minimum 8,6. bis 10,7. Gr. Periode 387d. Zeigt nahe dem Maximum ein schönes Spektrum mit dunkeln Absorptionsbanden. Die Karte Fig. 98 zeigt nach G. Knott T und seine

Fig. 98.



Umgebung von T Cephei, nach G. Knott.

Umgebung mit den Vergleichssternen: *a* 7,1., *b* 8,2., *c* 9., *d* 9,3., *e* 9,7., *f* 10. Gr.

μ

α 21h 40m, δ + 58° 19′.

Herschels „Granatstern", der intensivst rote Stern von allen am nördlichen Himmel dem bloßen Auge erkennbaren. Hind fand 1848 die Veränderlichkeit. Es findet völlige Unregelmäßigkeit des Lichtwechsels statt. Im Maximum ist der Stern 4., im Minimum 5. Gr. Nach d'Arrest gehört sein Spektrum zu den schönsten des reinen Typus III, die Trennungen sind scharf, dunkel und sehr breit.

δ

α 22h 25m, δ + 57° 54′.

Gelbrot; von Goodricke 1784 als veränderlich erkannt (s. S. 377).

W

α 22h 33m, δ + 57° 54′.

Sehr rot. Maximum 7,3., Minimum 8,3. Gr. Periode kurz oder unregelmäßig. Von Espin 1885 entdeckt.

V

α 23h 52m, δ + 82° 38′.

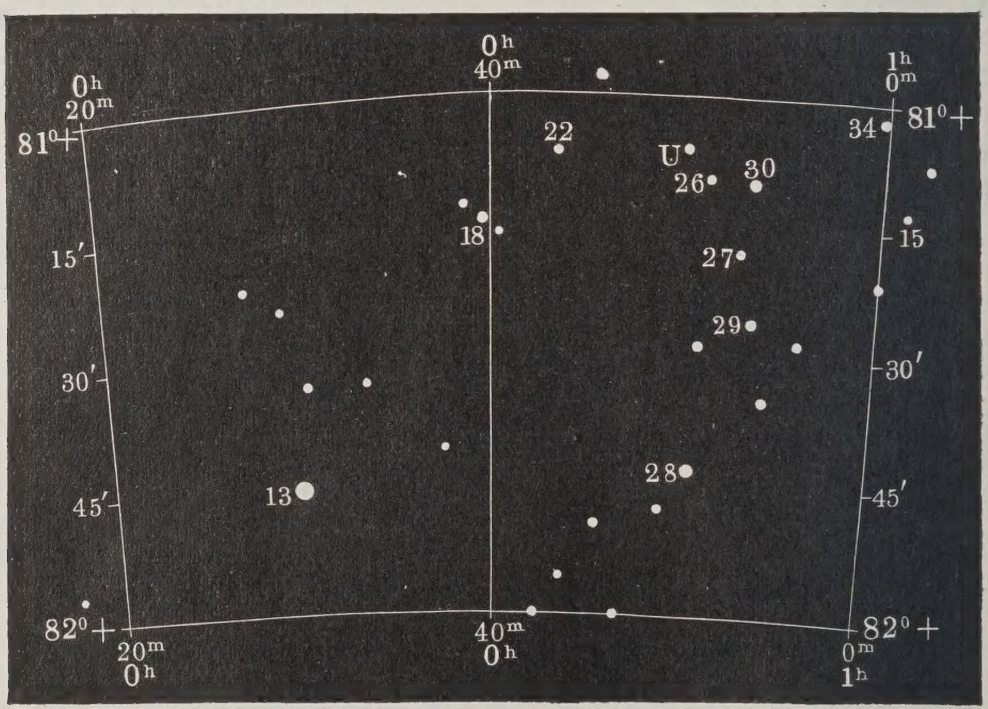
Maximum 6,2. bis 6,4., Minimum 6,8. bis 7,1. Gr. Periode 360d. Von Chandler 1882 entdeckt.

U

α 0h 53m, δ + 81° 20′.

Von Ceraski 1880 als veränderlich erkannt. Im Maximum 7., im Minimum 9. Gr. Vom Typus der Algolsterne. Fig. 99 zeigt die Umgebung von *U* nach G. Knott; mit den Vergleichssternen; *BD* + 81° Nr. 13: 6,5. Gr., 18: 7,8., 22: 9,4., 26: 10,7., 27: 8,4., 29: 8,3., 30: 8,1., 34: 8,6. Gr. Nach Baxendell ist 18: 7,4., 22: 9,4., 27: 8,7., 26: 10,8., 30: 8,1., 34: 8,5. Gr.

Fig. 99.



Umgebung von *U* Cephei, nach G. Knott.

C. Sternhaufen.

6939

α 20h 29m, δ + 60° 18′.

Ein ziemlich reicher, doch lichtschwacher Sternhaufen, 8′ bis 9′ im Durchmesser. Von Herschel 1798 Sept. 9. entdeckt.

7129

α 21h 41m, δ + 65° 39′.

Ein sehr schwacher, aber ziemlich großer Nebel, der drei Sterne 9. Gr. umhüllt.

7142

α 21h 44m, δ + 65° 21′.

Sternhaufen, ziemlich groß und reich, die Sterne sind nach J. Herschel 11. bis 14. Gr. und stehen etwas gedrängt. In großen Instrumenten ein schönes Objekt.

7654 (*M* 52)
α 23h 20m, δ + 61° 3′.

Von Messier 1774 Juli 9. entdeckt und als Haufen sehr kleiner Sterne, gemischt mit Nebel, beschrieben, den man nur in einem Achromaten sehen könne. Ein orangeroter Stern zeigt sich in ihm.

Cetus. (Der Walfisch.)

A. Doppelsterne.

33 (β 486)
α 0h 9m, δ — 8° 20′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem Begleiter 11. Gr., den Burnham am 18½-Zoller entdeckte. 1888,91: $d = 3{,}09''$, $p = 5{,}3°$.

13 (β 490)
α 0h 30m, δ — 4° 8′.

6. Gr. mit einem schwachen Begleiter 13,2. Gr., den Burnham am 18½-Zoller entdeckte. 1898,56: $d = 31{,}28''$, $p = 57{,}8°$. Hough glaubte 1887 den Hauptstern selbst doppelt zu sehen ($d = 0{,}3''$), doch konnte Burnham 1890 und 1891 am 36-Zoller nur eine völlig runde Figur des Sterns wahrnehmen.

82 (β 395)
α 0h 32m, δ — 25° 19′.

Ein Stern 6. Gr., der aus zwei gleich hellen, überaus engen Sternen besteht, wie Burnham 1875 am 6-Zoller zuerst sah. Beide Sterne zeigen rasche Bewegung umeinander, die nach See auf eine Umlaufsdauer von 16,3 Jahren deutet. 1898,69: $d = 0{,}68''$, $p = 97{,}5°$.

β 1160
α 0h 44m, δ — 14° 7′.

5,8. Gr. Burnham sah am 36-Zoller einen Begleiter 12. Gr. 1890,69: $d = 5{,}8''$, $p = 113{,}1°$.

132 (β 734)
α 0h 48m, δ — 24° 33′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem Begleiter 11,5. Gr., den Burnham 1879 am 6-Zoller auf Mt. Hamilton fand. 1898,71: $d = 10{,}68''$, $p = 347{,}1°$. Seit 1879 zeigt der Begleiter keine Stellungsänderung.

η
α 1h 4m, δ — 10° 42′.

Ein gelblicher Stern 3,5. Gr. mit einem Begleiter 9,5. Gr. Burnham 1880: $d = 225{,}2''$, $p = 304{,}5°$. Zwei entferntere Sternchen stehen gleichzeitig im Gesichtsfelde.

42 (Σ 113)
α 1h 15m, δ — 1° 2′.

Der Hauptstern ist 6,2., der Begleiter 7,2. Gr., beide weiß. Plummer giebt für 1877: $d = 1{,}38''$, $p = 349{,}3°$.

ϑ (β 505)
α 1h 19m, δ — 8° 42′.

Ein Stern 3. Gr., der, wie Burnham 1877 am 18½-Zoller fand, einen sehr schwachen Begleiter (13,7. Gr.) hat. 1898,69: $d = 60{,}64''$, $p = 59{,}5°$.

β 1163
α 1h 19m, δ — 7° 26′.

6. Gr. Burnham fand am 36-Zoller, daß der Stern ein höchst enger Doppelstern 6. und 6,2. Gr. ist. 1890,68: $d = 0{,}19''$, $p = 192{,}3°$.

β 399
α 1h 23m, δ — 11° 25′.

Ein Stern 6. Gr., der, wie Burnham 1876 am 6-Zoller entdeckte, einen Begleiter 9. Gr. zeigt. 1898,72: $d = 1{,}84''$, $p = 305{,}4°$.

χ
α 1h 45m, δ — 11° 10′.

Dieser Stern 5. Gr. hat in 3′ Distanz einen Begleiter 7. Gr., der wahrscheinlich mit ihm physisch verbunden ist.

58 (β 7)
α 1h 53m, δ — 2° 33′.

Der Hauptstern 6., der von Burnham entdeckte Begleiter 10,7. Gr. 1898,63: $d = 1{,}70''$, $p = 20{,}5°$. Wahrscheinlich ein physisches System.

o
α 2h 14m, δ — 3° 26′.

Der Veränderliche Mira im Walfisch (s. S. 368) hat, wie Herschel 1877 zuerst fand, einen schwachen Begleiter 9. bis 10. Gr. in der Nähe. Der Hauptstern ist rot. Powell 1856: $d = 117{,}9''$, $p = 84{,}9°$. Es scheint, daß es sich hier trotz der großen scheinbaren Distanz des Begleiters um einen physischen Doppel-

stern handelt. Ein anderer sehr schwacher Begleiter (13. Gr.) steht nach Burnham 1877,8: $d = 74{,}1''$, $p = 91{,}5^0$.

β 518

α $2^h\ 24^m$, δ $+\ 9^0\ 7'$.

Der Hauptstern 6,4., der Begleiter 11,3. Gr., letzterer von Burnham am $18^1/_2$-Zoller 1878 entdeckt. 1891,75: $d = 1{,}70''$, $p = 138{,}7^0$.

ν (Σ 281)

α $2^h\ 31^m$, δ $+\ 5^0\ 10'$.

Der gelbe Hauptstern ist 5., der graue Begleiter 9,6. Gr. Struve 1831: $d = 7{,}725''$, $p = 83{,}3^0$. Eine Positionsveränderung des Begleiters ist nicht sicher nachweisbar.

γ (Σ 299)

α $2^h\ 38^m$, δ $+\ 2^0\ 49'$.

Der Hauptstern 3. Gr. und gelblich, der Begleiter in $d = 2{,}8''$ 6,8. Gr. und grau. Plummer 1877: $d = 2{,}7''$, $p = 291{,}1^0$.

94

α $3^h\ 8^m$, δ $-\ 1^0\ 34'$.

Dieser Stern 5,5. Gr. hat einen sehr schwachen Begleiter, den J. Herschel 19. Gr. schätzte, was etwa der 12. Gr. Struves entspricht. Burnham 1877: $d = 5{,}7''$, $p = 250{,}9^0$.

β 84

α $3^h\ 11^m$, δ $-\ 6^0\ 18'$.

6. Gr.; wie Burnham 1875 am 6-Zoller fand, ein sehr enger Doppelstern 6,4. und 7,3. Gr. 1890,98: $d = 0{,}73''$, $p = 27{,}3^0$.

B. Veränderliche Sterne.

T

α $0^h\ 17^m$, δ $-\ 20^0\ 37'$.

Maximum 5,1. bis 5,3., Minimum 6,4. bis 7,0. Gr., irregulär. Von Chandler 1881 entdeckt.

S

α $0^h\ 19^m$, δ $-\ 9^0\ 53'$.

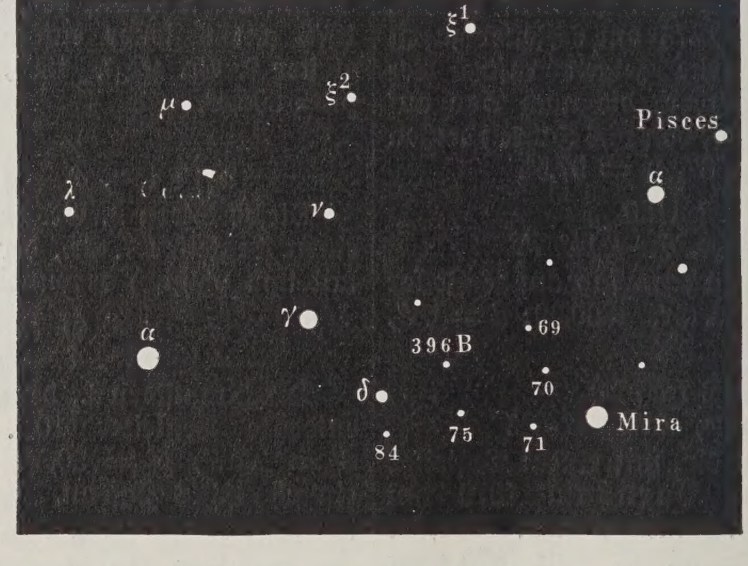
Maximum 7,8. bis 8., Minimum 12. Gr. Periode $320{,}2^d$. Von Borelly 1872 als veränderlich vermutet, später von Schoenfeld bestätigt.

o

α $2^h\ 14^m$, δ $-\ 3^0\ 26'$.

Der berühmte Veränderliche Mira (s. S. 368, 519).

Fig. 100.



Umgebung von Mira Ceti.

C. Nebelflecke.

246

α $0^h\ 42^m$, δ $-\ 12^0\ 25'$.

Eine sehr feine ovale Nebelmasse hinter vier hellen Sternchen. Aus jener flimmern nach Tempel zahlreiche höchst feine Sternchen. Ein großer Stern steht ziemlich in der Mitte, zwei andere an der entgegengesetzten Seite des Nebels.

584

α $1^h\ 26^m$, δ $-\ 7^0\ 23'$.

Von W. Herschel 1785 Septbr. 10. entdeckt und als glänzender, ziemlich

kleiner Nebel mit hellerer Mitte beschrieben.

936
α 2h 23m, δ — 1° 36′.

Ein ziemlich lichtschwacher, planetarischer Nebel 3′ bis 4′ im Durchmesser, zwischen mehreren Sternen stehend. Von Herschel 1785 Januar 6. entdeckt.

955
α 2h 25m, δ — 1° 33′.

Von W. Herschel 1783 Januar 6. entdeckter Nebel, 1856 von d'Arrest beobachtet, 1861 von Schoenfeld vergeblich gesucht, ebenso 1865 von Vogel, dann 1877 von Winnecke mit Leichtigkeit gesehen. Burnham fand ihn ohne Schwierigkeit; er ist 75″ lang, schmal, mit centraler Kondensation und Anhängen beiderseits. Burnham glaubt nicht, daß der Nebel veränderlich ist, er sei nur infolge schlechter Luft und schwacher optischer Hülfsmittel übersehen worden.

1055
α 2h 37m, p + 0° 1′.

Von W. Herschel 1783 Dezember 19. entdeckt und als glänzender, beträchtlich großer Nebel mit hellem Kern beschrieben.

1068 (*M* 77)
α 2h 38m, δ — 0° 26′.

Von Mechain 1780 als Nebel entdeckt; Messier glaubte einen Haufen kleiner Sterne mit Nebel gemischt zu sehen. Herschel sah ihn 1783 im 7füßigen Teleskope als schlecht begrenzten Stern, mit einer Nebelhülle umgeben. Das 20füßige Teleskop zeigte ihn sehr hell, mit unregelmäßigem Kerne, der von einer 3′ bis 4′ langen, nahe 3′ breiten Mähne umgeben war. Im Mittelpunkte waren einige helle Sterne sichtbar. Nach Lord Rosse ist es ein Spiralnebel.

Coma Berenices. (Das Haupthaar der Berenice.)

A. Doppelsterne.

2 (Σ 1596)
α 11h 59m, δ + 22° 1′.

Von Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern 6. Gr. und weiß, der Begleiter 7,5. Gr. und blau. Dembowski 1858: d = 3,84″, p = 240°. Eine Stellungsänderung ist nicht nachgewiesen.

12 (Σ^1 1415)
α 12h 18m, δ + 26° 24′.

Der weiße Hauptstern 4,5., der Begleiter 8,5. Gr. und hellrot. South 1821: d = 65,9″, p = 169°. Der Begleiter scheint seine Stellung nicht zu ändern.

17 (β 1080)
α 12h 24m, δ + 26° 28′.

Dieser Doppelstern kommt bei Piazzi zuerst vor. Der Hauptstern 4,8. Gr. weiß, der Begleiter 6. Gr. bläulich. Struve 1836: d = 145,35″, p = 250,7°. Burnham hat (β 1080) den Begleiter am 36-Zoller in zwei Sterne 6. und 14. Gr. zerlegt. 1898,48: d = 1,83″, p = 156,0°.

24 (Σ 1657)
α 12h 30m, δ + 28° 56′.

Von Bradley entdeckt. Der sehr gelbe Hauptstern ist 4,7., der blaue Begleiter 6,2. Gr. Jedrzejewicz 1877: d = 20,0″, p = 271,0°. Die Stellung des Begleiters hat sich seit 1782 nicht merklich verändert.

35 (Σ 1687)
α 12h 48m, δ + 21° 47′.

Ein dreifacher Stern, dessen entfernter Begleiter von W. Herschel am 6. Febr. 1782 zuerst gesehen wurde. Der Hauptstern ist nach Struve 5. Gr. und gelblich, der nähere Begleiter, den Struve zuerst sah, 7,8. Gr. und blau. Die Distanz hat sich nicht geändert. Struve 1829: d = 1,432″, p = 25,30°. Engelmann 1882: d = 1,58″, p = 67,5°. W. Herschel vermochte diesen Begleiter nicht zu sehen. Der entferntere Satellit ist 9. Gr. Doberck 1877: d = 28,68″, p = 124,1°.

37 (β 1081)
α 12h 55m, δ + 31° 20′.

Ein Stern 4,5. Gr. Am 36-Zoller fand Burnham einen Begleiter 14. Gr. 1898,52: d = 5,24″, p = 348,7°.

β 1083
α 13h 1m, δ + 29° 33′.

Vierfach: *A* 6., *B* 11,2., *C* 11,7., *D* 15. Gr. Herschel sah nur *A*, *BC*

vereinigt und D; Burnham zerlegte den nähern Begleiter 1889 in zwei Sterne B und C.

$A(BC)$	1898,31	$d = 6{,}25$,	$\delta = 218{,}4^0$
AD	1898,31	39,24	9,5
BC	1898,31	0,38	226,6

Am 40-Zoller glaubte Burnham 1898 etwa 2″ von A noch ein höchst feines Sternchen zu erkennen.

42 (Σ 1728)

α 13h 5m, δ + 18° 3′.

Schwieriger Doppelstern, der Begleiter nur wenig minder hell als der Centralstern (6. Gr.). Struve entdeckte die Duplizität 1827, doch konnte damals nur der Positionswinkel bestimmt werden, und auch 1833 und 1834 war am 9zölligen Refraktor auch bei 1000facher Vergrößerung eine Trennung nicht möglich. Folgende Übersicht läßt die Schwierigkeit der Beobachtungen erkennen:

Struve:

1827,83	$p =$ 9,6°	
1829,40	11,5	$d = 0{,}640''$
1833,37	—	einfach
1834,43	228,5	etwas länglich
1835,39	191,2	sicher länglich, aber nicht getrennt
1836,41	190,2	$d = 0{,}303''$
1841,37	3,7	$d = 0{,}324''$

Mädler:

1843,65	$p =$ 190,6°	länglich
1846,49	214,6	„
1847,41	199,5	$d = 0{,}21''$
1851,32	195,0	$d = 0{,}39''$

Dembowski:

1863,22 $p =$ 189,10° länglich

Burnham:

1879 $p =$ 192,2° $d = 0{,}68''$

Schiaparelli:

1882 $p =$ 191,4° $d = 0{,}65''$

Im Jahre 1871 fand eine gegenseitige Bedeckung der beiden Komponenten statt, die vierte seit Entdeckung der Duplizität. Die geringe Distanz, die sehr nahe gleiche Helligkeit und der Umstand, daß die Bahn des Begleiters nahe mit unserer Gesichtslinie zusammenfällt, machen die Bahnbestimmung sehr schwierig. Ein $7^1/_2$zölliger Refraktor zeigte 1882 den Stern getrennt.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 11h 59m, δ + 19° 20′.

Stark rötlich. Maximum 7,4. bis 8,0., Minimum unter 13,3. Gr. Periode 361,8d. Von Schoenfeld 1856 entdeckt.

C. Nebelflecke.

4147

α 12h 5m, δ + 19° 6′.

Von W. Herschel 1784 März 11. entdeckt und als glänzender, ziemlich großer, gegen die Mitte hin stufenweise heller werdender Nebel beschrieben. J. Herschel löste ihn in einen Sternhaufen auf.

4251

α 12h 13m, δ + 28° 44′.

Von W. Herschel 1785 April 6. entdeckt und als länglicher, kleiner, glänzender Nebel beschrieben. John Herschel sah im Centrum einen hellern Kern.

4274

α 12h 15m, δ + 30° 10′.

Von W. Herschel 1785 März 5. entdeckt und als glänzender Nebel bezeichnet. J. Herschel beschreibt ihn als sehr groß und sehr hell mit hellem Kern in der Mitte.

4278

α 12h 15m, δ + 29° 50′.

Von W. Herschel 1785 April 11. entdeckt, doch nicht beschrieben. John Herschel bezeichnet den Nebel als sehr hell, ziemlich groß, rund, viel heller in der Mitte und auflösbar. Ihm vorauf geht ein kleiner Nebel.

4382

α 12h 20m, δ + 18° 45′.

Zwischen den beiden Sternen 11 und 24 Comae fast in der Mitte. Von Mechain entdeckt und als sehr schwacher Nebel ohne Sterne beschrieben.

4559

α 12h 31m, δ + 28° 31′.

Ein mäßig heller 10′ bis 12′ langer Nebel, der gegen die Mitte hin stufenweise heller wird und dem drei Sterne folgen. Von Herschel 1785 April 14. entdeckt.

4565

α 12h 31m, δ + 26° 32′.

Ein merkwürdiges Objekt. Ein nebeliger Strahl über 20′ lang, 3′ bis 4′ breit

und gegen die Mitte zu sehr viel heller. Herschel nennt das Gebilde eine herrliche Erscheinung. Webb konnte diesen Nebel mit einem $3^1/_2$zölligen Refraktor nur schwach sehen, sehr gut dagegen mit einem 9zölligen Reflektor. Parallel mit ihm zieht ein zweiter Streifen, der beträchtlich kürzer ist.

4725
α 12h 46m, δ + 26° 3′.

Von W. Herschel 1785 April 6. entdeckt und als glänzender Nebel mit Kern bezeichnet, J. Herschel nennt den Kern äußerst hell. Nach Rosse zeigen sich hier Andeutungen eines Nebelringes.

4826
α 12h 52m, δ + 22° 13′.

Ein heller Nebel mit Kern. Letzterer ist nach J. Herschel möglicherweise ein Doppelstern; unter demselben erscheint eine dunkle Stelle im Nebel. Durchmesser des letzteren 6′. Webb fand den Nebel an einem $3^1/_2$zölligen Refraktor merklich schwach. Rosse hat den vermuteten Doppelstern nicht erkennen können.

5024 (*M* 53)
α 13h 8m, δ + 18° 42′.

Von Messier 1777 Febr. 26. entdeckt und als Nebel ohne Sterne beschrieben. Herschel löste den Nebel in Sterne auf. Durchmesser 5′. Nach Holetschek in seiner Gesamthelligkeit einem Stern 7. Gr. vergleichbar.

Corona borealis. (Die nördliche Krone.)

A. Doppelsterne.

Σ 1932
α 15h 14m, δ + 27° 12′.

Der Hauptstern ist 5,5., der Begleiter 6. Gr., und beide sind weiß. Jedrzejewicz fand 1880: $d = 0{,}9''$, $p = 302°$, Engelmann fand 1883: $d = 1{,}22''$, $p = 308°$, so daß die Distanz rasch zuzunehmen scheint und der Stern auch in einem 5zölligen Refraktor getrennt wird.

η (Σ 1937)
α 15h 19m, δ + 30° 39′.

Von W. Herschel 1784 als doppelt erkannt. Der Hauptstern nach Struve 5,2. Gr. und gelb, der Begleiter 5,7. Gr. und etwas gelber oder goldfarbig. Die Distanz des Begleiters vom Hauptstern ist stets sehr gering, und zu gewissen Zeiten gelingt die Trennung nur in großen Instrumenten. Distanzmessungen beginnen erst mit Struve 1826. Die geringste Distanz des Begleiters vom Centralstern trat 1838 ein, 0,366″ nach Struve. Dembowski fand 1863: $d = 0{,}81''$, $p = 91{,}04°$. Dobercks Messungen ergaben 1878: $d = 0{,}61''$, $p = 93{,}3°$. Burnham giebt für 1880: $d = 0{,}46''$, $p = 114{,}3°$, Engelmann fand 1884,6: $d = 0{,}58''$, $p = 165{,}6°$. In den folgenden Jahren (1887) trennte ein 8zölliger Refraktor beide Sterne leicht. In der Nähe befindet sich noch ein kleiner Stern, den John Herschel und South 15. Gr. schätzten (also etwa 11. Gr. nach Struve) und dessen Position war 1830: $d = 30''$, $p = 38{,}0°$.

Σ 1964
α 15h 34m, δ + 36° 34′.

Der Hauptstern ist 7., der Begleiter 7,5. Gr. Burnham giebt folgende Position desselben 1878: $d = 15{,}5''$, $p = 88{,}1°$. Schon Struve hat erkannt, daß der Begleiter für sich doppelt ist und Burnham fand 1878: $d = 1{,}34''$, $p = 10{,}0°$.

ζ (Σ 1965)
α 15h 36m, δ + 36° 58′.

Leicht zu beobachtender Doppelstern 4,1. und 5. Gr., von Herschel 1779 entdeckt. Die Distanz scheint langsam zuzunehmen, ebenso der Positionswinkel. Dembowski 1853: $d = 6{,}15''$, $p = 302{,}6°$. Engelmann fand 1883: $d = 6{,}96''$, $p = 302{,}6°$.

γ (Σ 1967)
α 15h 39m, δ + 26° 36′.

Ein höchst schwieriger Doppelstern 4. und 7. Gr., den Struve 1826 entdeckte. Der Hauptstern ist grünlichweiß, der Begleiter purpurfarbig. Zur Zeit der Entdeckung war $d = 0{,}7''$, $p = 111{,}05°$, in

den folgenden Jahren näherte sich der Begleiter dem Hauptsterne immer mehr, und 1833 schätzte Struve $d = 0{,}4''$. Schon damals war für die Herschelschen Spiegelteleskope selbst in ihrem vollkommensten Zustande und bei der stärksten Vergrößerung der Begleiter verschwunden, der Hauptstern zeigte in ihnen nicht einmal eine längliche Gestalt. Im Jahre 1835 trennte auch der Dorpater Refraktor γ nicht mehr, zeigte aber doch bisweilen noch eine längliche Gestalt. Erst 1841 sah Mädler in diesem Instrumente wieder die Trennung und schätzte $d = < 0{,}2''$. Zwei Jahre später sah auch Dawes den Begleiter wieder, aber 1858 und 1863 konnte Dembowski mit seinem 7zölligen Refraktor nur eine längliche Gestalt wahrnehmen, keine Trennung. Im Jahre 1880 fand Burnham den Stern einfach und völlig rund, dagegen sah ihn Engelmann an einem 8zölligen Refraktor 1883 bis 1884 bisweilen länglich, und 1891 war die Distanz wieder bis auf 0,4″ angewachsen. Nach Celorias Rechnung beträgt die Umlaufsdauer des Begleiters 85,3 Jahre.

λ

α 15h 52m, δ + 38° 14′.

Dieser Stern 6. Gr. hat, wie W. Herschel 1782 fand, einen schwachen Begleiter in $d = 95''$ und $p = 56{,}8°$.

ϱ

α 15h 57m, δ + 33° 37′.

Der Hauptstern ist nach Heis 6. bis 5. Gr., der Begleiter 11,8. Gr. Souths Messungen ergaben 1825: $d = 79{,}2''$, $p = 125{,}1°$.

τ (β 1087)

α 16h 5m, δ + 36° 45′.

5,5. Gr. mit einem sehr schwachen Begleiter (14. Gr.), den Burnham am 36-Zoller 1889 auffand. 1898,37: $d = 3{,}17''$, $p = 172{,}9°$.

σ (Σ 2032)

α 16h 11m, δ + 34° 7′.

Ein Doppelstern mit zwei schwachen Begleitern in der Nähe, die wahrscheinlich aber nur optisch dazu gehören. W. Herschel fand 1780 $d = 3{,}3''$. Seitdem hat die Distanz bis gegen die Mitte der dreißiger Jahre abgenommen, wächst aber nun wieder. Schiaparelli 1882: $d = 3{,}78''$, $p = 203{,}8°$. Der Hauptstern ist nach Struve 5. Gr. und gelblich, der Begleiter 6,1. Gr. und bläulich. Ein Stern 10. Gr. steht nach Dembowskis Messungen 1862 in $d = 51''$ und $p = 88{,}35°$. Ein anderer Stern 13. Gr. steht nach Hall (1876) in $d = 15{,}9''$, $p = 221{,}7°$. Im Gesichtsfelde erscheint noch ein schwacher Stern in $d = 4{,}9''$, $p = 48{,}9°$.

v

α 16h 13m, δ + 29° 24′.

Fünf Sterne auf einem kreisförmigen Raume von 2′ Durchmesser. Der Hauptstern A ist 6. Gr. und hat nach W. Herschel in 50″ Distanz einen schwächeren Begleiter B. Einen zweiten Begleiter 9. Gr. C beobachtete South 1823 in $d = 88{,}7''$, $p = 22{,}45°$. Seine Helligkeit wurde damals 13. Gr. geschätzt, was Struves 10. Gr. entspricht. Der dritte, lichtschwache Begleiter D wurde von W. Herschel 1782 in einem Abstande von 8 bis 16″ von C und dem Positionswinkel 216,2° gesehen. Der vierte Begleiter E stand 1823 nach South 126,9″ von A entfernt in $p = 35{,}1°$. Burnhams genauere Messungen ergaben (1879) folgende Positionen:

AB	$d = 86{,}3''$,	$p = 22{,}4°$
AC	123,6	52,3
BD	13,2	222,7
Aa	56,1	29,5

Der Burnhamsche Stern D ist 13., a 12. Gr.

ν^1 ν^2

α 16h 19m, δ + 34° 2′.

Zwei Sterne 5,2. und 5,3. Gr., der letztere 6′ südlicher in Deklination, dem bloßen Auge getrennt erscheinend. Beide sind orangefarben und haben nach d'Arrest das gleiche, stark markierte Zonenspektrum, weshalb er sie für physisch zusammengehörig hält.

B. Veränderliche Sterne.

U

α 15h 14m, δ + 32° 1′.

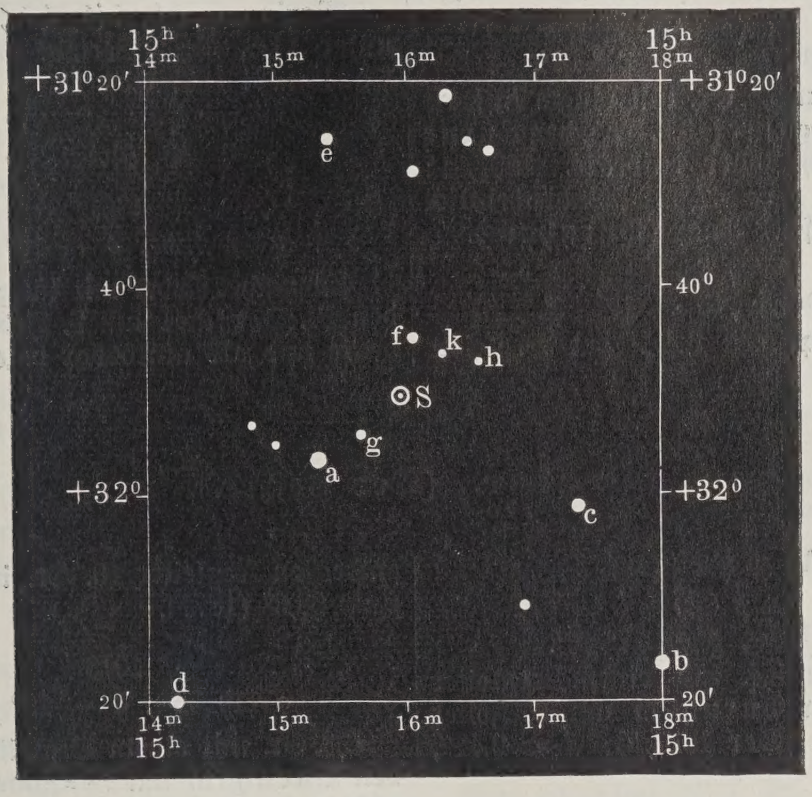
Von Winnecke 1869 als veränderlich erkannt und dem Typus von Algol angehörend. Die Abnahme dauert 4,5h, die Lichtzunahme 5,2h.

S

α 15h 17m, δ + 31° 44′.

Von Hencke 1860 als veränderlich erkannt und rotgelb. Maximum 6,1. bis 7,8., Minimum 11,9. bis 12,5. Gr. Periode 360,8d. Fig. 101 giebt eine Karte der Umgebung von *S* nach G. Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichssterne:

Fig. 101.



Umgebung von *S* Coronae, nach G. Knott.

a = 6,8. Gr.	*f* = 10,2. Gr.
b = 7,9. „	*g* = 11,3. „
c = 8,2. „	*h* = 11,9. „
d = 8,6. „	*k* = 12,6. „
e = 8,8. „	

R

α 15h 44m, δ + 28° 28′.

Maximum 5,8., Minimum 13. Gr. Irregulär, bisweilen unveränderlich. Von Pigott 1795 entdeckt.

V

α 15h 46m, δ + 39° 52′.

Maximum 7,2. bis 7,7., Minimum 10,3. bis 12. Gr. Periode 356,3d. Von Dunér 1878 entdeckt.

T

α 15h 55m, δ + 26° 12′.

Ort des Nova von 1866 (s. S. 384).

Corvus. (Der Rabe.)

A. Doppelsterne.

β 1079

α 11h 56m, δ — 21° 14′.

Dieser Stern 6,2. Gr. hat nach Burnhams Beobachtung am 36-Zoller einen Begleiter 13. Gr. 1889,30: d = 11,69″, p = 147,9°.

β 920

α 12h 11m, δ — 22° 48′.

Ein Stern 6,4. Gr. mit einem Be-

gleiter 8,4. Gr., den Burnham 1879 am $18^1/_2$-Zoller entdeckte. 1892,25: $d = 0{,}79''$, $p = 252{,}4^\circ$.

β 605

α 12^h 15^m, δ — 21° 37′.

Der Hauptstern 6,2., der Begleiter 8,4. Gr., von Burnham am $18^1/_2$-Zoller entdeckt. 1891,32: $d = 1{,}03''$, $p = 143{,}8^\circ$.

ζ (β 1245)

α 12^h 15^m, δ — 21° 37′.

Ein Stern 5,5. Gr. mit einem äußerst schwachen Begleiter (13,8. Gr.), den Burnham am 36-Zoller entdeckte. 1891,31: $d = 4{,}81''$, $p = 42{,}3^\circ$. Wahrscheinlich nur ein optisches Paar (Burnham).

β 28

α 12^h 25^m, δ — 12° 50′.

Der Hauptstern 6,4., der Begleiter 9,3. Gr., letzterer von Burnham 1874 am 6-Zoller entdeckt. 1891,26: $d = 1{,}81''$, $p = 368{,}6^\circ$.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 12^h 14^m, δ — 18° 42′.

Maximum 6,8. bis 7,7., Minimum unter 11,5. Gr. Periode $318{,}5^d$. Von Karlinski 1867 entdeckt.

C. Nebel.

4361

α 12^h 19^m, δ — 18° 13′.

Schwacher Nebel mit länglichem Kern, den W. Herschel am 2. Febr. 1785 entdeckte und als auflösbar bezeichnete.

Crater. (Der Becher.)

A. Doppelsterne.

β 220

α 11^h 8^m, δ — 17° 57′.

Ein Stern 6,4. mit einem Begleiter 7,0. Gr., von Burnham am 6-Zoller 1875 entdeckt. See 1898,16: $d = 0{,}44''$, $p = 138{,}8^\circ$.

β 600

α 11^h 12^m, δ — 6° 35′.

Als Doppelstern von Herschel beobachtet, dreifach nach Burnham: A 6,5., B 10., C 7. Gr.

AB	1892,17	$d = 1{,}23''$,	$p = 216{,}0^\circ$
AC	1892,16	60,46	97,6

Der Begleiter B wurde am $18^1/_2$-Zoller zu Chicago von Burnham entdeckt.

Σ 1530

α 11^h 15^m, δ — 6° 21′.

Der Hauptstern 8., der Begleiter 8,5. Gr. $d = 8''$, $p = 315^\circ$.

γ

α 11^h 20^m, δ — 17° 8′.

4. Gr. mit einem von W. Herschel entdeckten Begleiter 10. Gr. in $d = 5{,}1''$, $p = 98{,}3^\circ$ (1877).

β 1078

α 11^h 35^m, δ — 13° 55′.

6,3. Gr. mit einem Begleiter 12,2. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte. 1889,30: $d = 8{,}22''$, $p = 49{,}8^\circ$.

B. Nebelflecke.

3672

α 11^h 20^m, δ — 9° 15′.

Mäßig heller und großer, in der Mitte am Licht zunehmender Nebel, er ist in der Richtung 180° verlängert.

3962

α 11^h 50^m, δ — 13° 25′.

Ein ansehnlich heller, ziemlich großer Nebel, unregelmäßig rund und gegen die Mitte hin an Helligkeit zunehmend. Er bildet mit zwei Sternen ein Dreieck. Von W. Herschel am 8. Febr. 1785 entdeckt.

Cygnus. (Der Schwan.)

A. Doppelsterne.

Σ 2486

α 19h 10m, δ + 49° 34′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 6,5. Gr., beide gelblich. Doberck 1877,45: $d = 9{,}8''$, $p = 220{,}3°$.

β 1129

α 19h 19m, δ + 52° 11′.

Ein Stern 6. Gr., den Burnham in zwei Komponenten, jede 6,3. Gr., zerlegte: $d = 0\,3''$, $p = 344{,}3°$.

β (Σ^1 2310)

α 19h 27m, δ + 27° 44′.

Ein sehr schöner Doppelstern 3. und 3,5. Gr. Der Hauptstern ist rötlichgelb und verändert in geringem Grade seine Farbe, der Begleiter ist blau; beider Färbungen sind so intensiv, daß sie einen prächtigen Anblick gewähren. Nach Struve war 1832: $d = 34{,}3''$, $p = 55{,}7°$.

ϑ (β 1131)

α 19h 34m, δ + 49° 59′.

Dieser Stern 5. Gr. hat, wie Burnham 1889 am 36-Zoller gefunden, einen äußerst schwachen Begleiter B 14,3. Gr., ein entfernterer Begleiter C 10,3. Gr. wurde schon 1852 von O. Struve beobachtet.

AB	1898,46	$d = 3{,}37''$,	$p = 49{,}2°$
AC	1899,55	42,30	183,0

A und B bilden ein physisches System, C ist wahrscheinlich nur optisch verbunden.

16 (Σ^1 2348)

α 19h 39m, δ + 50° 18′.

Schon von Bradley doppelt gesehen. Beide Sterne sind fast gleich hell und 5,5. Gr.; 1832 war $d = 37{,}3''$, $p = 136{,}3°$.

δ (Σ 2579)

α 19h 42m, δ + 44° 53′.

Von Herschel 1783 als doppelt erkannt. Der Hauptstern 3. Gr. und grünlich, der Begleiter 8. Gr. und aschfarben. Zur Zeit der Entdeckung war $d = 2{,}25''$, aber 1802 bis 1804 gelang es Herschel nicht mehr, den Begleiter zu erkennen. Auch Sir John Herschel und South sahen 1825 den Stern nur einfach. Erst der Dorpater Refraktor zeigte 1830 den Begleiter wieder. Im Jahre 1877 war die Distanz nach Dembowskis Messungen 1,75″. Burnham 1880: $d = 1{,}40''$, $p = 332{,}6°$. Engelmann 1883: $d = 1{,}79''$, $p = 321{,}5°$.

17 (Σ 2580)

α 19h 43m, δ + 33° 30′.

Der Hauptstern ist 5,1., der Begleiter 8,1. Gr., und jener goldgelb, dieser bläulich. Struve 1836,63: $d = 25{,}80''$, $p = 72{,}86°$.

η (β 980)

α 19h 53m, δ + 34° 49′.

Von Herschel als dreifach bezeichnet, nach Burnham aber fünffach: A 4,5., B 13., C 12., D 12,5., E 12,5. Gr. C und D sind die Herschelschen Begleiter und nur optisch mit A verbunden. Burnham giebt folgende Messungen:

AB	1898,56	$d = 7{,}23''$,	$p = 208{,}2°$
AC	1898,56	46,00	326,2
AD	1898,56	49,65	168,0
AE	1898,56	61,72	247,3

ψ (Σ 2605)

α 19h 53m, δ + 52° 10′.

Von Herschel 1779 als doppelt erkannt. Nach Struve ist der Hauptstern 5. Gr. und weiß, der Begleiter 7,5. Gr. und aschgrau. Struve fand 1831: $d = 3{,}32''$, $p = 184{,}6°$.

Σ 2607

α 19h 55m, δ + 41° 59′.

Von W. Struve 1838 als Doppelstern erkannt, 1842 fand O. Struve, daß der Stern dreifach ist: A 7,5., B 9., C 9,5. Gr. Burnham giebt folgende Messungen:

1878	AB	$d = 0{,}31''$,	$p = 317{,}0°$
	AC	3,32	398,2

26

α 19h 59m, δ + 49° 49′.

Dieser gelbliche Stern 4,5. Gr. besitzt, wie O. Struve entdeckt, einen Begleiter 8,5. Gr. Dembowski giebt als dessen Position $d = 41{,}7''$, $p = 146{,}3°$. Burnham hat neben diesen noch einen schwachen Begleiter (11. Gr.) gesehen: $d = 9''$, $p = 73{,}7°$.

h 1471

α 20h 1m, δ + 31° 56′.

Ein Stern 6. Gr., der nach J. Herschel einen Begleiter 10. oder 11. Gr. besitzt (1830): $d = 30''$, $p = 1{,}5°$.

o^2

α 20h 10m, δ + 46° 26′.

Vierfach. Den innersten Begleiter sah J. Herschel, die beiden anderen schon W. Herschel am 2. Nov. 1779. Der Hauptstern *A* ist 4. Gr., der sehr schwache Begleiter *B* 11,4. Gr., steht in $d = 20''$, $p = 332{,}8°$, nach J. Herschels Messungen 1830. Der Begleiter *C* stand nach Struve 1836 in $d = 106{,}85''$ und $p = 174°$. Er ist 6,5. Gr. und intensiv blau. Webb fand ihn an einem 3½zölligen Refraktor 1850 weiß, 1865 bläulichweiß. Der dritte Satellit *D* stand nach Struve 1836: $d = 337{,}8''$, $p = 323{,}7°$. Er ist 5,5. Gr.

β 661

α 20h 13m, δ + 40° 4′.

5,8. mit einem Begleiter 12. Gr., den Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckte. 1891,50: $d = 12{,}99''$, $p = 65{,}1°$.

Σ 2671

α 20h 16m, δ + 55° 5′.

Ein Stern 6. Gr. von W. Herschel 1783 als doppelt erkannt. Der Begleiter ist nach Struve 7,4. Gr. und seine Stellung 1831,11: $d = 2{,}99''$, $p = 341{,}2°$.

β 663

α 20h 18m, δ + 53° 17′.

Dreifach, *A* 6,3., *B* 15,2., *C* 12,5. Gr. *C* von Burnham am 18½-Zoller, *B* am 36-Zoller entdeckt.

1898,67	*AB*	$d = 7{,}80''$,	$p = 311{,}4°$
1898,67	*AC*	7,60	76,7

γ (β 665)

α 20h 19m, δ + 39° 56′.

Dreifach, indem der Begleiter, wie Burnham 1878 am 18½-Zoller gefunden, selbst wieder doppelt ist. *A* 2,3., *B* 10,4., *C* 10,4. Gr.

1891,53	*A* (*BC*)	$d = 141{,}13''$,	$p = 196{,}4°$
1891,53	*BC*	1,78	302,0

Burnham sieht außerdem noch mehrere schwache Sternchen näher bei *A* als *BC*.

ω^2 (β 669)

α 20h 27m, δ + 48° 37′.

Ein gelber Stern 5,5. mit einem Begleiter 10. Gr., den W. Herschel 1780 entdeckte. J. Herschel und South sahen noch zwei entferntere Begleiter. Burnham findet *A* 5,5., *B* 13,5., *C* 10. Gr. und giebt folgende Positionen:

1889,51	*AB*	$d = 18{,}11''$,	$p = 342{,}2°$
1889,51	*AC*	56,39	86,3

48

α 20h 33m, δ + 31° 13′.

Zwei Sterne 6. Gr., von Piazzi zuerst beobachtet, beide weiß. Struve giebt folgende Messung: 1835,67 $d = 178{,}1''$, $p = 174{,}8°$.

49 (Σ 2716)

α 20h 37m, δ + 31° 57′.

Von W. Herschel 1783 zuerst gesehen. Der Hauptstern ist 6. Gr. und gelb, der Begleiter 8,1. Gr. und blau, beide Farben sind leicht erkennbar. Struve 1830,61: $d = 2{,}736''$, $p = 49{,}42°$.

α (Σ^1 2512)

α 20h 38m, δ + 44° 56′.

Der schwache Begleiter dieses Sternes (1,5. Gr.) wurde von W. Herschel 1798 zuerst gesehen; Burnham findet ihn 12,5. Gr. und giebt folgende Position: 1879,40 $d = 75{,}1''$, $p = 105{,}9°$.

51 (β 675)

α 20h 39m, δ + 49° 58′.

Ein Stern 5,5. Gr. mit drei Begleitern, die von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt wurden. *B* 13,2., *C* 12., *D* 12. Gr.

1889,45	*AB*	$d = 2{,}99''$,	$p = 101{,}5°$
1889,60	*AC*	25,94	182,5
1889,60	*AD*	43,43	328,9

ε (β 676)

α 20h 42m, δ + 33° 36′.

Ein Stern 2,5. Gr. mit einem von Burnham am 18½-Zoller 1878 gesehenen Begleiter 12. Gr., den, wie sich später fand, schon 1852 O. Struve entdeckt hatte. 1898,31: $d = 39{,}22''$, $p = 305{,}3°$.

52 (Σ 2726)

α 20h 42m, δ + 30° 21′.

Von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern ist 4. Gr. und gelb, der Begleiter 9,2. Gr. Struve fand 1830: $d = 6{,}617''$, $p = 57{,}20°$. Doberck giebt für 1877: $d = 6{,}2''$, $p = 60{,}5°$.

λ ($O\Sigma$ 413)

α 20h 43m, δ + 36° 7′.

Dreifach. Der Hauptstern ist 5. Gr.,

der Begleiter, den W. Herschel 1780 zuerst sah, nach South 12. Gr. in $d = 85{,}59''$, $p = 104{,}5^0$. Struve zerlegte in Pulkowo den Hauptstern in zwei gleich helle Sterne 5,6. Gr., $d = 0{,}6''$. Für einen 8zölligen Refraktor war die Auflösung 1883 schwierig, 1882 dagegen verhältnismäßig leicht. Hall 1887: $d = 0{,}7''$, $p = 73{,}6^0$.

T (β 677)
α 20^h 43^m, δ + 34^0 0′.

Dieser veränderliche Stern hat nach Burnham zwei Begleiter B 12., C 13,5. Gr., ersterer wurde von ihm 1878 am $18\frac{1}{2}$-Zoller, letzterer 1890 am 36-Zoller entdeckt.

1898,31	$d = 9{,}88''$,	$p = 120{,}7^0$
1898,31	12,46	195,9

β 1137
α 20^h 53^m, δ + 50^0 21′.

6. Gr., mit einem Begleiter 13,2. Gr., den Burnham 1889 am 36-Zoller entdeckte. 1898,31: $d = 6{,}94''$, $p = 346{,}1^0$.

59 f^1 (Σ 2743)
α 20^h 56^m, δ + 47^0 8′.

Dreifach. Der Hauptstern 4,7. Gr. und grünlichweiß; der eine Begleiter, 9. Gr. und blau, steht in $d = 20{,}2''$, $p = 352{,}4^0$ (1831); der andere Begleiter 13. Gr. der von Struve nicht bemerkt worden ist, steht nach Burnham in $d = 26{,}7''$, $p = 140{,}6^0$.

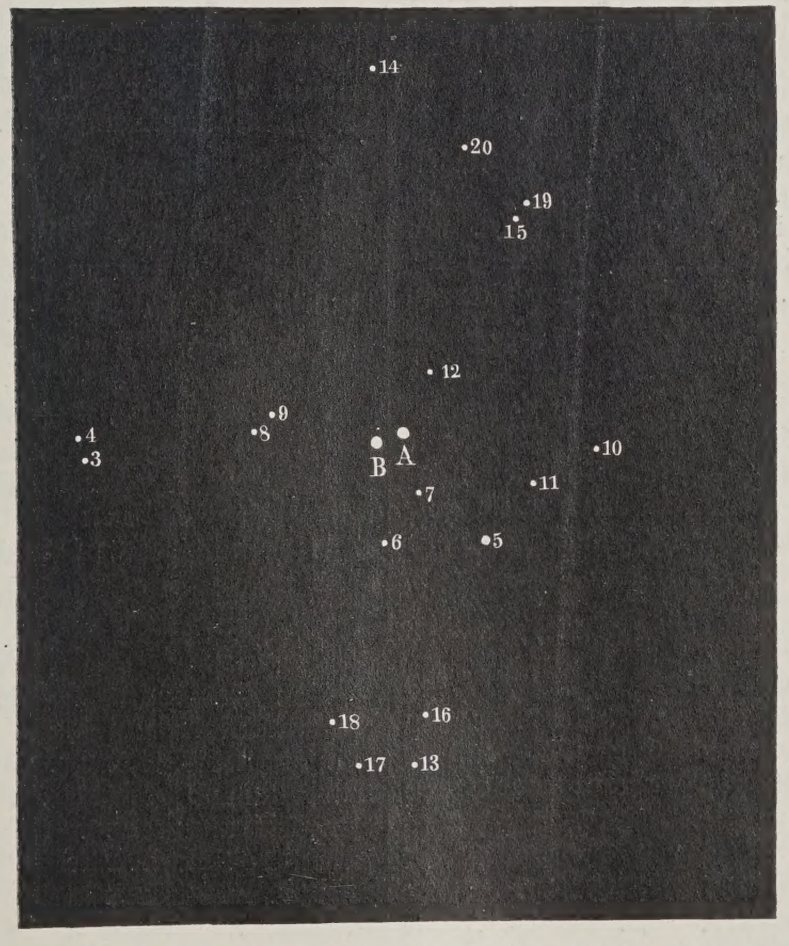
60 ($o\Sigma$ 426)
α 20^h 58^m, δ + 45^0 45′.

6. Gr. und in Pulkowo als doppelt erkannt. Der Begleiter ist 10. Gr., $d = 2{,}7''$, $p = 166{,}1^0$.

61 (Σ 2758)
α 21^h 2^m, δ + 38^0 13′.

Den Begleiter, 5,9. Gr., sah zuerst Bradley; der Hauptstern ist 5,3. Gr. und beide sind goldgelb. Die Distanz betrug 1753 19,3″, nahm dann bis 1828 auf 15,31″ ab und wuchs seitdem. Doberck 1878,6: $d = 19{,}64''$, $p = 116{,}7^0$. Seit Bradleys Zeit hat der Positions-

Fig. 102.



Umgebung von 61 Cygni, nach John Herschel und James South.

winkel um 80° zugenommen, aber eine Bahnbestimmung ist noch nicht möglich. Die Eigenbewegung dieses Systems ist bedeutend und dieser Umstand veranlaßte Bessel, den Stern auf Parallaxe zu untersuchen.

Σ 2762

α 21h 4m, δ + 29° 48′.

Der Hauptstern ist 6. Gr. und weiß, der Begleiter 8. Gr. und bläulich. Die Stellung des letzteren hat sich seit 1824 nicht wesentlich geändert. Dembowski 1854: $d = 3{,}4''$, $p = 310{,}7°$. Ein Stern 9,2. Gr. steht in $d = 57{,}7''$, $p = 225{,}1°$.

τ

α 21h 11m, δ + 37° 36′.

Ein schwieriger, von Clark 1874 entdeckter Doppelstern 4,8. und 7,6. Gr. Burnham fand 1878: $d = 1{,}06''$, $p = 260{,}3°$; 1888 konnte er den Begleiter nicht mehr trennen, 1891 dagegen fand er: $d = 0{,}6''$, $p = 12{,}4°$. Der Begleiter hat offenbar eine rasche Umlaufsbewegung um den Hauptstern; nach Burnham beträgt sie 36,5 Jahre. Hall hat 1876 noch einen lichtschwachen entferntern Begleiter gesehen in $d = 15{,}7''$, $p = 260{,}3°$.

υ ($O\Sigma$ 433).

α 21h 14m, δ + 34° 28′.

Ein Stern 4,5. Gr. mit zwei Begleitern, von J. Herschel entdeckt. Nach O. Struve ist der Hauptstern 4,6. mit einem Begleiter 10,2. Gr. in $d = 12{,}8''$, $p = 219{,}5°$, der andere Begleiter ist 11. Gr. in $d = 21{,}4''$, $p = 177{,}8°$.

69 (Σ^1 2599)

α 21h 22m, δ + 36° 14′.

Dieser Stern 6,5. Gr. hat, wie W. Herschel 1781 gefunden, einen lichtschwachen Begleiter. South giebt folgende Positionsbestimmung desselben 1825,14: $d = 40{,}3''$, $p = 258{,}6°$.

75

α 21h 36m, δ + 42° 49′.

Dieser Stern 5. Gr. hat, wie J. Herschel entdeckte, einen Begleiter 9. Gr. In Pulkowo wurden die Größen 5,6. und 8. geschätzt. Nach J. Herschel war 1830: $d = 45''$, $p = 254{,}3°$.

79

α 21h 39m, δ + 37° 49′.

Der Hauptstern 5,6. Gr. hat, wie Herschel 1781 sah, einen Begleiter 7. Gr., dessen Position nach South (1824): $d = 153{,}2''$, $p = 59{,}4°$. Ein zweiter Begleiter (12. Gr.) steht nach South in $d = \pm 150''$, $p = 320{,}1°$.

μ (Σ 2822)

α 21h 40m, δ + 28° 18′.

Dreifach. Der weiße Hauptstern ist 4., der nähere, schön bläuliche Begleiter 5., der entferntere 7. Gr. Die Distanz des innersten Begleiters nimmt langsam ab. Hall 1889: $d = 3{,}20''$, $p = 121{,}3°$. Für den äußeren Begleiter fand Burnham 1880: $d = 208{,}7''$, $p = 56{,}6°$. Er hat außerdem einen vierten Stern 11,5. Gr. gesehen in $d = 35{,}51''$, $p = 263{,}9°$.

B. Veränderliche Sterne.

β

α 19h 27m, δ + 27° 45′.

Die Veränderlichkeit ist nur gering, indem sie etwa eine halbe Größenklasse beträgt. Ich habe gefunden, daß auch die rötlichgelbe Farbe des Sternes sich mit der Helligkeit verändert.

R

α 19h 34m, δ + 49° 58′.

Von Pogson 1852 als veränderlich erkannt und sehr rot. Maximum 5,9. bis 8., Minimum unter 14. Gr. Periode 425,7d.

R T

α 19h 41m, δ + 48° 32′.

Rötlich. Maximum 7. bis 7,5., Minimum 10. bis 11,2. Gr. Periode 191,4d. Von E. Pickering 1890 entdeckt.

S T

α 19h 41m, δ + 29° 1′.

Maximum 6,6., Minimum 7,4. Gr. Periode 3,844d. Die Lichtkurve ist ähnlich derjenigen von δ Cephei. Von Müller und Kempf in Potsdam entdeckt.

χ

α 19h 47m, δ + 32° 40′.

Von G. Kirch 1686 als veränderlich erkannt. Maximum 4., oft auch nur 6,5., Minimum bis 13,5. Gr. Das Minimum tritt, nach Schönfeld, etwa 185d vor dem Maximum ein, ist aber noch zu selten bestimmt. Die Periode beträgt nahezu 406d mit kleinen Schwankungen; im ganzen ist sie langsam zunehmend. Die mittlere Dauer der Sicht-

barkeit mit bloßem Auge beträgt nach Argelander 52d, wovon 20 auf die Zunahme, 32 auf die Abnahme des Lichtes kommen.

Z

α 19h 59m, δ + 49° 46′.

Tief rot. Maximum 7,1. bis 8,5., Minimum 11,5. bis 12. Gr. Periode 265d. Von Espin 1887 entdeckt.

S

α 20h 3m, δ + 57° 42′.

Rot. Maximum 8,8. bis 11,3., Minimum unter 14,5. Gr. Periode 322,8d. Entdeckt 1860 zu Bonn.

R X

α 20h 8m, δ + 47° 31′.

Maximum 7,5., Minimum 8,3. Gr. Unregelmäßig (?). Von Deichmüller 1893 entdeckt.

R S

α 20h 10m, δ + 38° 28′.

Tief rot. Maximum 6. bis 8., Minimum 8,3. bis 10. Gr. Irregulär (?). Von Espin 1887 entdeckt.

34 *P*

α 20h 14m, δ + 37° 43′.

Sogenannte Nova. Gelb, zuerst 1600 von W. Janson gesehen (s. S. 383).

U

α 20h 17m, δ + 47° 35′.

Tief rot. Maximum 7. bis 8,1., Minimum 9,4. bis 11,6. Gr. Periode 463,5d. Von G. Knott 1871 entdeckt.

R W

α 20h 25m, δ + 39° 39′.

Tief rot. Maximum 7,7., Minimum 10,5. Gr. Von Espin 1885 entdeckt.

V

α 20h 38m, δ + 47° 47′.

Tief rot. Maximum 6,8. bis 9,5., Minimum 13,5. Gr. Periode 418d. Von Birmingham 1881 entdeckt.

X

α 20h 39m, δ + 35° 14′.

Weiß. Maximum 6,4., Minimum 7,2. bis 7,7. Gr. Periode 16,3855d. Von Chandler 1886 entdeckt.

T

α 20h 43m, δ + 34° 0′.

Weiß. Schwankt nach J. Schmidt nur zwischen 5,5. und 6. Gr. in langer und unregelmäßiger Periode.

Y

α 20h 48m, δ + 34° 17′.

Von Chandler 1886 als veränderlich erkannt und zum Typus der Algolsterne gehörend.

W

α 21h 32m, δ + 44° 56′.

Rötlich. Maximum 5. bis 6,3., Minimum 6,1. bis 6,7. Gr. Periode 131,5d. Von Gore 1885 entdeckt.

R U

α 21h 37m, δ + 53° 52′.

Maximum 7,5., Minimum 9,2. Gr. Periode 396d. Von Espin 1890 als veränderlich vermutet, von Yendell und Reed bestätigt.

Q (Nova)

α 21h 38m, δ + 42° 23′.

Nahe bei ϱ, von Schmidt am 24. November 1876 als Stern 3. Gr., und gelber als η Pegasi aufgefunden (s. S. 385). Burnham schätzte am Lick-Refraktor 1891,73 die Nova 13,5. Gr. Der nächste Stern, den auch Copeland in seiner Karte der Umgebung dieser Nova zeichnet, steht 19,1″ davon entfernt, und kein näherer war sichtbar. Bisweilen schien die Nova einem äußerst kleinen Nebel zu gleichen, doch läßt Burnham dies unbestimmt. Die Karte Copelands bezeichnet er als vollkommen genau.

R V

α 21h 39m, δ + 37° 34′.

Tief rot. Maximum 7,1. bis 7,8. Minimum 8,8. bis 9,3. Gr. Irregulär.

S S

α 21h 39m, δ + 43° 8′.

Nach den Beobachtungen von E. Hartwig zeigt der Stern einen höchst unregelmäßigen Lichtwechsel (ähnlich wie *U* Geminorum). Im Maximum (Mai 1898) erreichte er 8. Gr. „Der Stern leuchtet aus einer längeren, gewöhnlich einen Monat lang andauernden Konstanz plötzlich auf und nimmt dann innerhalb eines Tages um 2,5 Größenklassen an Helligkeit zu und erreicht regelmäßig abwechselnd nach 3 oder 6d seine 4 bis 4,5 Größenklassen die Minimalhelligkeit übersteigende Maximalhelligkeit, in der er entsprechend 3 bis 7d

verweilt um darauf gewöhnlich in 9d auf die ursprüngliche, nicht immer gleiche Minimalhelligkeit herabzusinken." (E. Hartwig.)

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

6826

α 19h 42m, δ + 50° 17′.

Von W. Herschel am 6. September 1773 entdeckt und als Nebel beschrieben, der gleichsam aus zwei hellen Punkten nahe bei einander bestehe, 21″ im Durchmesser. Burnham, der das Objekt am 36-Zoller untersuchte, erklärt es für eine Wiederholung des planetarischen Nebels im Drachen, etwas elliptisch, 26,6 und 24,3″ im Durchmesser, mit einem Centralstern 8,8. Gr. Dessen Position zu einem Stern 9,5. Gr. ist: d = 96,16″, p = 194,2°. Eine Messung von Baron Engelhardt 1888 steht damit in guter Übereinstimmung.

6894

α 20h 12m, δ + 30° 15′.

Ein planetarischer Nebel, im Innern dunkler, vielleicht, wie Burnham meint, ein Ringnebel. Ein schwacher Stern 15. Gr. im Innern, steht nicht ganz central, sondern etwas gegen die vorangehende Seite hin. Seine Position gegen einen Stern 11,1. Gr. hat Burnham bestimmt: d = 119,78″, p = 186°. Rosse hat den Nebel abgebildet; am Großley-Reflektor ist er photographisch aufgenommen worden.

6910

α 20h 20m, δ + 40° 27′.

Schöne Gruppe schwacher, mit mehreren hellen Sternen, wie ein in Bildung begriffener Sternhaufen. Folgt auf γ und $\frac{1}{2}$° nördlich von diesem. Die Region um α 20h 55m, δ + 43° 58′ ist nach W. Herschel in großer Ausdehnung von einem feinen Nebel bedeckt, der an einigen Stellen ziemlich hell erscheint.

6960

α 20h 42m, δ + 30° 21′.

Ein merkwürdiger, unregelmäßiger Nebel, ziemlich hell und groß in starken Teleskopen. Derselbe streicht über k Cygni hinweg. W. Herschel sah ihn am 7. September 1784 über 1°, später sogar fast 2° lang.

6991

α 20h 52m, δ + 46° 54′.

Von J. Herschel als großer aber sternarmer Haufen beschrieben. Die Photographie von J. Roberts zeigt, daß es sich nur um eine sternreiche Fläche des Himmels handelt.

6992

α 20h 52m, δ + 31° 19′.

Sehr großer und verzweigter Nebel, der aber nur mit starken Fernrohren, bei schwächster Vergrößerung gesehen werden kann. Nach W. Herschel dehnt er sich in der Richtung des Meridians 52′, in derjenigen des Parallels aber 1,5° aus und zeigt drei oder vier hellere Stellen. Der östliche Teil sondert sich in mehrere Ströme und Windungen, die sich seitwärts wieder vereinigen. Die ganze Umgebung ist mit höchst feinem Nebel erfüllt, und die Sterne der Milchstraße stehen darüber zerstreut, wie über die übrigen Teile des Himmels.

—

α 21h, δ + 44°.

Von M. Wolf 1891 photographisch entdeckte große Nebelmasse, die sich viele Grade weit ausdehnt bis zur Milchstraße und mit dieser „in augenscheinlichem Zusammenhange".

7026

α 21h 3m, δ + 47° 27′.

Kleiner Nebel, von Burnham an einem 6zölligen Refraktor entdeckt, in welchem er länglich oder doppelt erschien. Am 36-Zoller zeigten sich zwei Kerne, nicht fixsternartig, 6,45″ voneinander stehend, einer heller als der andere.

7027

α 21h 3m, δ + 41° 50′.

Von Stephan in Marseille entdeckt und einem Stern 8,5. Gr. von 4″ Durchmesser vergleichbar. Es ist der Stern BD + 41° 4004. Keeler hat diesen Nebel auf der Lick-Sternwarte beobachtet und spektroskopisch untersucht. Er ist hiernach von unregelmäßigem Umrisse mit zwei centralen Kondensationen, von denen die eine ziemlich schwach und verwaschen erscheint. Der Nebel zeigte ein kontinuierliches Spektrum mit verschiedenen hellen Linien, einige der letzteren aus der Gruppe im Blau waren nur im Spektrum der centralen Kondensation

sichtbar, offenbar wegen ihrer Lichtschwäche. Die Wellenlänge der hellsten Linie fand sich $\lambda = 5006{,}16$. Nach Burnham besitzt der Nebel zwei Kerne, von denen der hellere groß und verwaschen ist.

7092

α 21h 29m, δ + 47° 59′.

Am Schwanze des Schwans. Ein prachtvoller Sternhaufen, dessen einzelne Sterne schon in einem gewöhnlichen Fernrohre sichtbar sind.

Delphinus. (Der Delphin.)

A. Doppelsterne.

1 (β 63)

α 20h 25m, δ + 10° 34′.

Der Hauptstern 6. Gr. hat nach Burnham einen Begleiter B 8,5., und einen Begleiter C 14,2. Gr., erstern entdeckte er 1874 am 6-Zoller, letztern am 26-Zoller:

1898,64	AB	$d = 0{,}88''$,	$p = 346{,}7°$
1898,55	AC	16,79	346,6

Σ 2690

α 20h 26m, δ + 10° 56′.

Der hellere Stern A 7., der Begleiter B 7,2. Gr. und beide weiß. B ist für sich wiederum doppelt, wie Dawes 1841 entdeckte, der den Begleiter C 8. Gr. schätzte. Man hat folgende Messungen: Struve 1831: AB $d = 14{,}2''$, $p = 256{,}3°$; Burnham 1879: BC $d = 0{,}51''$, $p = 211{,}5°$. Burnham hat noch einen Stern D 11. Gr. gesehen und gemessen 1879: $d = 23{,}1''$, $p = 108{,}4°$.

β (β 151)

α 20h 33m, δ + 14° 15′.

Dieser Stern 3. Gr. hat mehrere Begleiter, von denen B 5. von Burnham, C 12,7. von J. Herschel, D 11. Gr. von W. Herschel (Struves Σ 2704) entdeckt wurde. Burnham giebt u. a. folgende Messungen:

1898,58	AB	$d = 0{,}67''$,	$p = 359{,}0°$
1898,89	AC	25,87	117,6
1898,89	AD	37,18	331,4

Den Begleiter B sah Burnham am 6-Zoller im August 1873; derselbe hat seitdem bereits einen vollen Umlauf um A ausgeführt. Die Periode beträgt 26,7 Jahre.

α (β 298)

α 20h 35m, δ + 15° 33′.

Von John Herschel als doppelt erkannt. Burnham fand außerdem noch vier sehr schwache Begleiter. A 4., B 13,5., C 12., D 12,3., E 13., F 11. Gr.

1898,55	AB	$d = 29{,}51''$,	$p = 223{,}8°$
1898,55	AC	43,50	278,9
1898,55	AD	47,62	150,8
1898,55	AE	50,91	308,6
1898,55	AF	79,79	114,6

C ist der von Herschel entdeckte Begleiter. Der 36-Zoller zeigte noch einen Stern 14. Gr. in der Distanz von B.

γ (Σ 2727)

α 20h 42m, δ + 15° 46′.

Dreifach, der nähere Begleiter von Bradley, der entferntere von John Herschel und South gesehen. Der Hauptstern ist 4., der Begleiter 5. Gr. W. Herschel giebt beide Sterne als weiß an, Struve findet den helleren goldgelb, den anderen grünblau, und bezeichnet die Farben als recht deutlich erkennbar. J. Herschel und South fanden 1824 den hellen Stern weiß, den Trabanten gelblich. Vielleicht hat eine Veränderung der Farbe stattgefunden. Dembowski 1858: $d = 11{,}42''$, $p = 271{,}3°$. Der äußere Begleiter steht in $d = 140''$ und $p = 11{,}4°$.

13 (β 65)

α 20h 43m, δ + 5° 38′.

Ein Stern 5,2., hat einen Begleiter 8,3. Gr. Burnham entdeckte denselben 1871 mit einem 6zölligen Refraktor. 1898,62: $d = 1{,}42''$, $p = 189{,}1°$.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 20h 10m, δ + 8° 47′.

Rötlich. Maximum 7,6. bis 9., Minimum 11,1. bis 12,8. Gr. Periode 285,5d. Von Henke 1851 entdeckt.

U

α 20h 41m, δ + 17° 44′.

Rot. Maximum 6,4., Minimum 7,3. Gr. Irregulär (?).

V

α 20h 43m, δ + 18° 58′.

Von Miß Fleming 1891 als veränderlich erkannt und im Spektrum helle Wasserstofflinien zeigend. Im Oktober 1899 erreichte der Stern nach E. Hartwigs Beobachtungen die Helligkeit von 7,3. Gr. Im Minimum sinkt er unter 13. Gr. Die Periode ist etwa 540d.

X

α 20h 50m, δ + 17° 14′.

Maximum 8., Minimum unter 10. Gr. Von Anderson 1895 entdeckt.

C. Nebelflecke.

6905

α 20h 18m, δ + 19° 47′.

Ein planetarischer Nebel, den J. Herschel als in Sterne auflösbar bezeichnet, Lamont dagegen als neblige, runde Masse, die einen genau im Mittelpunkte befindlichen Kern umgiebt. Diesen Kern ließen die Herschelschen Teleskope nicht erkennen. Rosse beschreibt den Nebel als spiralförmig, Burnham als planetarischen Nebel 39,1″ Durchmesser mit einem Centralstern 14. Gr. Dessen Position gegen einen Stern 10. Gr. ergab sich: d = 46,68″, p = 357,6°.

6934

α 20h 29m, δ + 7° 4′.

Von W. Herschel 1785 Sept. 24. entdeckt und als sehr hell beschrieben, gegen die Mitte zu stufenweise viel heller. Herschels 20füßiges Teleskop löste den Nebel in Sterne auf. Ein Stern 9. Gr. geht dem Nebel vorauf.

Draco. (Der Drache.)

A. Doppelsterne.

Σ 1516

α 11h 9m, δ + 74° 1′.

Ein dreifacher Stern. Die beiden helleren wurden von W. Struve 1831, der schwache Begleiter von O. Struve 1858 entdeckt. *A* 7., *B* 7,5., *C* 10. Gr. Letzter Stern steht nach Dunér für einen 9zölligen Refraktor an der Grenze der Sichtbarkeit. Dunér giebt folgende Messungen:

1871	*AB*	d = 7,3″,	p = 87,3°
1875	*AC*	7,4	299,4

Σ 1573

α 11h 44m, δ + 67° 53′.

Ein hübscher weißer Doppelstern 6,6. und 7,6. Gr. Struve 1832: d = 11,1″, p = 177,9°. Die Stellung des Begleiters hat sich seitdem nicht geändert.

β 794

α 11h 48m, δ + 74° 19′.

Vierfach: *A* 6,5., *B* 7., *C* 13,5., *D* 13. Gr. *B* von Burnham am 15½-Zoller der Washburn-Sternwarte, *C* und *D* am 36-Zoller entdeckt, *C* schon 1886 von Hermann Struve gesehen.

1898,31	*AB*	d = 0,37″,	p = 160,7°
1898,31	*A* (*BC*)	5,55	73,6
1890,37	*A* (*BD*)	26,73	78,6

B zeigt rasche Bewegung und dürfte eine kurze Umlaufsdauer haben; *C* zeigt keine Stellungsänderung seit 1886.

β 799

α 13h 2m, δ + 73° 34′.

6,5. mit einem von Burnham 1881 entdeckten Begleiter 9,2. Gr. 1891,30: d = 0,71″, p = 245,3°.

ι

α 15h 23m, δ + 59° 19′.

Dieser gelbliche Stern 3. hat einen Begleiter 9. Gr., der nach Burnham in folgender Position steht (1879): d = 254,6″, p = 50,0°.

β 946

α 15h 45m, δ + 55° 41′.

Ein Stern 5,2. mit einem Begleiter 11,5. Gr., letzterer von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckt. 1891,28: d = 1,43″, p = 148,9°.

Σ 1984

α 15h 49m, δ + 53° 12′.

Ein Stern 6,5., mit einem Begleiter 9. Gr. Dunér 1870: d = 6,4″, p = 276,2°.

η (Σ¹ 1827)

α 16h 23m, δ + 61° 44′.

In Pulkowo entdeckt. Der Hauptstern ist 2,8., der Begleiter 10. Gr. Dem-

bowski 1856: $d = 4{,}847''$, $p = 143{,}63^0$. Der Hauptstern hellgelb, der Begleiter bläulich, die Farben treten recht deutlich hervor. Burnham hat noch mehrere sehr feine Sternchen in der Nähe gemessen.

16, 17
α 16h 34m, δ + 53° 8′.

Dreifach. Zwei helle Sterne 5. Gr. stehen 90″ voneinander entfernt, gehören jedoch physisch zusammen, wie die Gleichheit ihrer Eigenbewegung zeigt. Der nachfolgende (Σ 2078) ist für sich doppelt. Der Begleiter ist 6. Gr. Dembowski 1854: $d = 3{,}71''$, $p = 113{,}2^0$.

20 (Σ 2118)
α 16h 56m, δ + 65° 12′.

Ein schwieriger Doppelstern 6. und 6,5. Gr. Beide Komponenten waren 1832 0,8″ voneinander entfernt. Burnham 1880: $d = 0{,}2''$, $p = 213{,}7^0$. Zu W. Herschels Zeit (1781) war die Distanz des Begleiters erheblich größer, aber vielleicht doch kaum 1″, weshalb es merkwürdig ist, daß die Herschelschen Teleskope den Stern damals doppelt zeigten. John Herschel bemerkte, man könne den Begleiter nur unter den allergünstigsten Umständen in einem 20füßigen Spiegelteleskope sehen.

μ (Σ 2130)
α 17h 3m, δ + 54° 36′.

Von W. Herschel 1779 als doppelt entdeckt. Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 5,1. Gr., beide weiß. Von 1781 bis 1895 liegen Distanz- und Positionsmessungen des Begleiters vor, doch kann Sicheres über die Umlaufsdauer nicht gesagt werden, sie beträgt jedenfalls mehrere Jahrhunderte. Burnham fand (β 1088) am 36-Zoller noch einen Begleiter 13,3. Gr. und giebt folgende Messungen:

1889,27	AB	$d = 2{,}4''$,	$p = 159{,}4^0$
1899,44	AC	12,33	193,2

β (β 1090)
α 17h 28m, δ + 52° 22′.

Ein Stern 3., mit einem von Burnham am 36-Zoller entdeckten feinen Begleiter 14. Gr. 1898,31: $d = 4{,}27''$, $p = 12{,}2^0$.

ν(Σ^1 1964)
α 17h 30m, δ + 55° 14′.

Von Flamsteed zuerst doppelt gesehen. Beide Sterne sind 6. Gr. und gelblichweiß. Struve 1833: $d = 61{,}75''$, $p = 313^0$; Schur 1876: $d = 61{,}84''$, $p = 312{,}26^0$. Beide Sterne bilden ein physisches System.

26 (β 962)
α 17h 34m, δ + 61° 57′.

Ein Stern 5,5., mit einem Begleiter 11. Gr., den Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckte. Die Distanz hat seitdem stark abgenommen, so daß der Begleiter jetzt äußerst schwierig zu messen ist. Burnham 1879,97: $d = 1{,}37''$, $p = 151{,}8^0$; Aitken 1898,70: $d = 0{,}47$, $p = 79{,}7^0$.

Σ 2218
α 17h 40m, δ + 63° 43′.

Ein Stern 6,5., mit einem Begleiter 7,7. Gr., von W. Herschel zuerst doppelt gesehen. Die Distanz scheint langsam abzunehmen, ebenso der Positionswinkel, wie folgende Messungen zeigen: Struve 1836,7: $d = 2{,}47''$, $p = 355{,}1^0$; Dunér 1872,3: $d = 2{,}08''$, $p = 352{,}1^0$.

ψ^1 (Σ 2241)
α 17h 44m, δ + 72° 12′.

Von Flamsteed entdeckt. Der Hauptstern 4., der Begleiter 5,2. Gr., beide weiß. Die Distanz scheint sich nicht zu ändern. Dembowski 1857: $d = 30{,}85''$, $p = 14{,}45^0$. Ein physischer Doppelstern.

γ (β 633)
α 17h 54m, δ + 51° 30′.

Ein Stern 2,4. Gr., mit mehreren Begleitern: B 13,2., C 13,5., D 13., E 11,5., F 11,5., G 11,5. Gr., sämtlich von Burnham entdeckt und vermessen.

1898,30	AB	$d = 20{,}92''$,	$p = 151{,}3^0$
1898,34	AC	45,73	230,2
1898,34	AD	57,33	10,4
1898,30	AE	97,54	234,8
1898,27	AF	125,52	116,5
1898,27	AG	139,24	28,0

A und B bilden wahrscheinlich ein physisches System.

Σ 2273
α 17h 59m, δ + 64° 9′.

Der gelbliche Hauptstern ist 6,8., der Begleiter 7,3. Gr. Struve 1832: $d = 20{,}5''$, $p = 284{,}7^0$. Die Stellung des Begleiters hat sich seitdem nicht merklich geändert.

Σ 2278

α 18h 1m, δ + 56° 26′.

Ein dreifaches System, *A* 6,8., *B* 7,3., *C* 7,8. Gr. Struve giebt für 1831 folgende Messungen:

AB	d = 38,9″,	p = 22,5°
AC	5,9	147,8

Nach Dunérs Messungen 1869 hat sich die Stellung der beiden Begleiter nicht geändert.

40 (Σ 2308)

α 18h 8m, δ + 79° 59′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 5,8. Gr. (nach Dembowski). 1858: d = 20,28″, p = 234,8°. W. Herschel sah noch einen schwächeren Stern in d = 196,5″, p = 120°.

φ (*0* Σ 353)

α 18h 22m, δ + 71° 17′.

Der Hauptstern ist 4,8., der Begleiter 6,5. Gr.; beide bilden einen schwierigen Doppelstern, den zuerst O. Struve 1856 am 14zölligen Refraktor zu Pulkowo erkannte. Derselbe schätzte d = 0,5″. Dembowski konnte 1867 in einem 7zölligen Refraktor nur eine längliche Figur des Hauptsterns erkennen; Burnham fand 1882: d = 0,47″.

39 (Σ 2323)

α 18h 22m, δ + 58° 44′.

Dreifach. Der Hauptstern 5. Gr. und gelblichweiß, der nähere Begleiter 7,7. Gr. und bläulichweiß. Dieser steht in 3,1″ und 2,3° (1858). Der entferntere Begleiter, den South 1823 zuerst maß, steht nach Struve in d = 89″, p = 21,7° (1834).

Σ 2403

α 18h 43m, δ + 60° 56′.

Der gelbliche Hauptstern 6,2., der Begleiter 9. Gr. Struve 1832: d = 1,86″, p = 258,7°.

β 971

α 18h 45m, δ + 49° 19′.

Ein Stern 6,5., mit einem von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 8,5. Gr., der sich in rascher Umlaufsbewegung findet. 1891 war der Stern selbst für den 36-Zoller überaus schwierig, und Barnard sah ihn 1894 an demselben Instrumente nur einfach; 1898,56 konnte Burnham am 40-Zoller bei guter Luft auch nur einen runden Stern sehen. Die Messungen zeigen, daß die Bahnebene des Begleiters nahe in der Gesichtslinie zur Erde liegt.

o (Σ 2420)

α 18h 50m, δ + 59° 16′.

Der gelbliche Hauptstern ist 4,6., der Begleiter 7,6. Gr. Die Distanz hat seit den Messungen W. Herschels (1780) zugenommen. Dembowski 1863: d = 31,0″, p = 340,6°.

β 1255

α 18h 53m, δ + 48° 15′.

6., mit einem Begleiter 13. Gr., den Burnham am 36-Zoller 1891 entdeckte. 1898,56: d = 1,56″, p = 88,8°.

Σ 2452

α 18h 57m, δ + 75° 39′.

Von W. Struve als doppelt erkannt. Der Hauptstern 6,7., der Begleiter 7,5. Gr., und beide weiß. Die Stellung des Begleiters scheint sich nicht zu ändern. Struve 1832: d = 5,6″, p = 219,7°.

Σ 2573

α 19h 39m, δ + 60° 17′.

Ein Stern 6,2. mit einem Begleiter 8,5. Gr. Struve 1832: d = 18,0″, p = 29,7°.

ε (Σ 2603)

α 19h 49m, δ + 70° 1′.

Der Hauptstern ist 4., der Begleiter 7,6. Gr. Struve 1830: d = 2,78″, p = 353,8°. Die Stellung des Begleiters hat sich bis heute nicht wesentlich geändert. Herschel und South fanden die Trennung in ihren Spiegelteleskopen schwierig.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 16h 32m, δ + 66° 58′.

Maximum 6,5. bis 8,7., Minimum 12. bis 13. Gr. Periode 245,6d. Von Geelmuyden 1876 entdeckt.

S

α 16h 41m, δ + 55° 7′.

Maximum 7,5. bis 8,2., Minimum 9,3. Gr. Periode unbekannt. Von Espin 1892 entdeckt.

T

α 17h 55m, δ + 58° 14′.

Intensiv rot und vom IV. Spektraltypus. Maximum 8., Minimum 11,7. Gr.

Periode 569d nach Hartwig. Nach demselben Beobachter zeigt sich eine merkwürdige periodische Verschiebung der Minima gegen die Maxima. Die Lichtzunahme ist überaus rasch, die Abnahme zeigt Verzögerungen, deren Dauer in scheinbar periodischem Wechsel 1 bis 4 Monate beträgt.

C. Nebelflecke.

3147
α 10h 8m, δ + 73° 54′.

Von W. Herschel 1785 April 3. entdeckt. Er beschreibt ihn als beträchtlich hellen, ziemlich großen, runden Nebel mit hellem Centrum, d'Arrest bezeichnet letzteres als Kern.

5866
α 15h 4m, δ + 56° 8′.

Von W. Herschel 1788 Mai 5. entdeckt. Nach d'Arrest ist der Nebel hell, 90″ lang, 30″ breit. Rosse sah darin eine Art Längsteilung. Wahrscheinlich ist es ein Sternhaufen, worauf auch das Spektrum deutet.

6412
α 17h 33m, δ + 75° 47′.

Von J. Herschel als kugelförmiger Sternhaufen beschrieben, der zum Teil auflösbar sei. Die Photographie von J. Roberts zeigt statt dessen einen Spiralnebel mit hellem, sternartigem, länglichem Kern, und in den Spiralen drei oder vier neblige, sternartige Kondensationen.

6543
α 17h 59m, δ + 66° 38′.

Heller planetarischer Nebel, 35″ im Durchmesser, mit einem Centralstern 9,6. Gr., nach d'Arrest das schönste Objekt dieser Nebelklasse. Am großen Lick-Refraktor und bei starker Vergrößerung sahen Holden und Schaeberle den Nebel spiralig, und diese Form ist durch die Aufnahmen von Deslandres am großen photographischen Refraktor zu Meudon bestätigt worden. Keeler hat das Spektrum untersucht und findet für die Hauptlinie λ = 5005,97, für die zweite λ = 4957,98, also eine starke Verschiebung gegen Violett.

Equuleus. (Das Füllen.)

A. Doppelsterne.

Σ 2735
α 20h 51m, δ + 4° 9′.

Der Hauptstern ist 6,2., der Begleiter 7,7. Gr. Struve 1829: d = 2,1″, p = 289,6°; Wilson und Seabrocke 1873: d = 1,8″, p = 287,5°.

ε (Σ 2737)
α 20h 54m, δ + 3° 55′.

Von Chr. Mayer als doppelt erkannt. Der Hauptstern 5. Gr. und gelblich, der Begleiter 7,1. Gr. und bläulich. Die Distanz ist unveränderlich, der Positionswinkel nimmt ab. Dembowski 1862: d = 10,832″, p = 76,17°. Im Jahre 1835 entdeckte Struve, daß der Hauptstern wiederum doppelt ist und aus zwei Sternen 5,7. und 6,2. Gr. besteht. Dembowski 1862: d = 0,6″, p = 283,87°. Nordwärts folgt ein Sternchen 11. Gr.

λ (Σ 2742)
α 20h 56m, δ + 6° 47′.

Ein schöner Doppelstern, aus zwei weißen Sternen 7. Gr. bestehend. Struve 1831: d = 2,58″, p = 224,7°. Eine merkliche Änderung der Stellung des Begleiters ist nicht nachzuweisen.

γ (β 71)
α 21h 6m, δ + 9° 44′.

Schon von Flamsteed getrennt gesehen. Der hellere Stern 4,2. Gr. und gelb, der andere 5,7. Gr. und weiß. Struve 1835: d = 366,18″, p = 153,3°. Knott sah zuerst γ für sich doppelt, aus einem Sterne 5. und 11. Gr. bestehend, d = 2,1″, p = 276,8°. Burnham hat noch einen Stern C 10,5. Gr. gesehen (β 71) und giebt folgende Messungen:

1898,55	AC	d = 44,30″,	p = 79°
1898,55	AB	2,30	275

δ (Σ 2777)
α 21h 10m, δ + 9° 36′.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Ein optischer Doppelstern. Die Distanz nimmt zu. Der Hauptstern 4,1. Gr. und gelb, der Begleiter 10,2. Gr. Dembowski

1863: $d = 33{,}76''$, $p = 27^0$. O. Struve fand 1852, daß der Hauptstern für sich doppelt ist, indem ein schwacher Begleiter 10,5. Gr. dicht neben ihm steht. Burnham bestimmte dessen Position 1880,6: $d = 0{,}35''$, $p = 29{,}1^0$. Engelmann sah mit einem $7^1/_2$zölligen Refraktor 1882 den Hauptstern an 600facher Vergrößerung deutlich länglich. Nach v. Glasenapps Rechnung hat dieser Begleiter eine Umlaufszeit von nur 11,5 Jahren.

β
α 21h 18m, δ + 6° 23′.

Vierfach, von Sir John Herschel entdeckt. Der Hauptstern 5. Gr. hat in $70''$ und 310^0 einen Begleiter 10,5. Gr. und einen zweiten in $80''$ und 276^0 11. Gr. Der erste Begleiter ist selbst doppelt und besteht aus zwei Sternen 10,5. und 11. Gr. in $6''$ Distanz. Nach Sir John Herschel ist dieser letztere Doppelstern ein gutes Prüfungsobjekt für größere Teleskope. Burnham giebt folgende Messungen 1878,6:

AB	$d = 67{,}4''$,	$p = 308{,}7^0$
BC	6,53	10,4
AD	86,28	275,9

Außerdem fand er noch einen äußerst schwachen Begleiter in $d = 31{,}58''$, $p = 259{,}7^0$ und dieser ist nur an den größten Teleskopen sichtbar. Die Sterne B und D sind gute Prüfungsobjekte für einen 5zölligen Refraktor; ein 6zölliger Refraktor zeigte 1885 unter günstigen Luftverhältnissen B doppelt.

Eridanus. (Der Fluß Eridanus.)

A. Doppelsterne.

ϱ^2 (β 11)
α 2h 58m, δ — 8° 5′.

Von Burnham als doppelt entdeckt. Der Hauptstern 5,5., der Begleiter 10. Gr. 1879,75: $d = 2{,}47''$, $p = 81{,}1^0$. Bis 1899 ist keine Stellungsveränderung des Begleiters erkennbar.

β 400
α 3h 6m, δ — 4° 11′.

Dieser Stern 6. Gr. (nach Heis) hat, wie Burnham 1877 am 6-Zoller gefunden, einen Begleiter 11,7. Gr. 1898,71: $d = 22{,}61''$, $p = 53{,}7^0$.

β 531
α 3h 18m, δ — 8° 9′.

Ein Stern 6,5., mit einem Begleiter 11,2. Gr., den Burnham 1877 am $18^1/_2$-Zoller entdeckte. 1898,74: $d = 2{,}88''$, $p = 57{,}4^0$.

30
α 3h 48m, δ — 5° 39′.

Von John Herschel entdeckt. Der Hauptstern 6,3., der Begleiter 10,5. Gr. Dembowski 1864: $d = 8{,}133''$, $p = 135{,}15^0$.

32 (Σ 470)
α 3h 49m, δ — 3° 15′.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Der Hauptstern 4. Gr. und gelb, der Begleiter 6. Gr. und blau. Struve 1833: $d = 6{,}70''$, $p = 344{,}3^0$. Die Farben sind sehr intensiv.

39 (Σ 516)
α 4h 10m, δ — 10° 30′.

Von W. Herschel 1785 entdeckt. Der Hauptstern 6. Gr. und gelb, der Begleiter 9. Gr. und blau. Die Farben sind sehr intensiv. Struve 1831: $d = 6{,}35''$, $p = 153{,}9^0$.

40 o^2 (Σ 518)
α 4h 11m, δ — 7° 44′.

Dreifach und schon von W. Herschel 1783 beobachtet. Der Hauptstern ist 4. Gr. und intensiv gelb, der Begleiter 9,1. Gr. und doppelt für sich. Die Distanz desselben vom Centralsterne betrug 1863 nach Dembowski: $82{,}17''$, $p = 105{,}8^0$. Diese Distanz scheint langsam abzunehmen. Die Distanz der beiden Sterne, aus denen der Begleiter besteht, ist nach Burnham $3{,}28''$. Dembowski bemerkt: „Ich sehe hier stets vier Sterne, A, B, C sehr nahe bei B und D, welcher den übrigen in Rektascension vorausgeht. In Beziehung auf A ist die Lage von D nach Schätzung $30''$ und 315^0."

β 744
α 4h 17m, δ — 25° 57′.

Der Hauptstern 6,2. Gr. hat zwei schon 1835 von J. Herschel beobachtete

Begleiter, 1879 zerlegte Burnham auch den Hauptstern in zwei Komponenten, *A* 6,5., *B* 6,5., *C* 11,7., *D* 8,3. Gr.

1891,8	*AB*	$d = 0{,}79''$,	$p = 306{,}6^0$
1891,8	*AC*	35,42	6,8
1891,8	*AD*	44,63	40,4

β 311

α 4h 23m, δ — 24° 18′.

Ein Stern 6,2. Gr. mit einem von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckten Begleiter 7,5. Gr. See 1897,67: $d = 0{,}70''$, $p = 333{,}2^0$.

46 (β 881)

α 4h 29m, δ — 6° 57′.

6. Gr., mit einem von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 10,8. Gr. Aitken 1898,12: $d = 1{,}80''$ $p = 49{,}0^0$.

51 (β 88)

α 4h 33m, δ — 2° 40′.

5,7., mit einem Begleiter 11,2. Gr., den Burnham am 6-Zoller 1891 entdeckte. 1898,72: $d = 32{,}03''$, $p = 89{,}6^0$.

55 (Σ 590)

α 4h 39m, δ — 8° 59′.

Von W. Herschel 1783 als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 6,2. Gr. und gelblich, der Begleiter 6,7. Gr. und weiß. Stone 1879: $d = 9{,}24''$, $p = 316{,}5^0$.

62 *b*

α 4h 51m, δ — 5° 20′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern 6., der Begleiter 8. Gr. South 1821: $d = 65{,}9''$, $p = 74{,}7^0$.

B. Veränderliche Sterne.

T

α 3h 51m, δ — 24° 19′.

Maximum 7,2., Minimum 11. Gr. Periode 253d. Entdeckt 1895 auf dem Harvard-Observatorium.

C. Nebelflecke.

1084

α 2h 41m, δ — 8° 0′.

Ein verhältnismäßig heller Nebel, ziemlich groß und länglich, heller gegen die Mitte hin. Von W. Herschel 1785 Januar 10. entdeckt. Wahrscheinlich ein sehr entfernter Sternhaufen.

1332

α 3h 22m, δ — 21° 41′.

Kleiner aber ziemlich heller Nebel mit hellem Centrum. Von W. Herschel 1784 Dezember 9. aufgefunden.

1407

α 3h 36m, δ — 18° 54′.

Von W. Herschel 1785 Oktober 6. entdeckt. Er beschreibt ihn als sehr hellen, runden Nebel, 1,5′ im Durchmesser, mit hellem Kern. Für einen 8zölligen Refraktor nach Brodie ein schwaches Objekt.

1535

α 4h 10m, δ — 12° 59′.

Planetarisch; Herschel entdeckte ihn 1785 Februar 1. Er erschien als schlecht begrenzte Scheibe, an den Kanten auflösbar, und wurde deshalb als Sternhaufen in ungemessener Ferne betrachtet. Lassell beschreibt ihn als das interessanteste und seltsamste Objekt seiner Art, welches er gesehen habe: „Ein Stern 12. Gr. steht im Centrum eines kreisrunden Nebels, und dieser selbst liegt central in einem Kreise von schwächerem Nebellichte.“ Auf der Lick-Sternwarte sah Burnham außer dem Centralstern noch andere schwache Sternchen in diesem Nebel, das hellste 14,5. Gr. nahe am nördlichen Rande der kreisförmigen Scheibe. Eine Ortsveränderung von 1874 bis 1891 ist nicht nachweisbar (Burnham). Das Spektrum zeigt nach Keeler die gewöhnlichen Nebellinien.

1721

α 4h 54m, δ — 11° 17′.

Nahe diesem Orte fand Barnard 1886 an einem 6zölligen Refraktor drei schwache Nebel, die unabhängig davon auch Swift später entdeckte. Burnham bezeichnet sie für den 36-Zoller als schwache Objekte.

Gemini. (Die Zwillinge.)

A. Doppelsterne.

3 (β 1241)

α 6h 4m, δ + 23° 8′.

Ein Stern 5,9. Gr. mit zwei von Burnham am 36-Zoller entdeckten Begleitern, „ein schwieriges Paar"; B 10., C 14. Gr.

1891,84 AB $d = 0{,}53''$, $p = 344{,}7°$
1899,05 AC 18,60 60,5

4 (β 1058)

α 6h 4m, δ + 23° 1′.

Ein Stern 6,2. Gr., der nach Burnhams Beobachtung am 36-Zoller aus zwei Sternen 6,5. und 6,6. Gr. besteht, die ein physisches System bilden. 1891,84: $d = 0{,}30''$, $p = 283{,}1°$.

η (β 1008)

α 6h 9m, δ + 22° 32′.

Dieser veränderliche Stern hat, wie Burnham 1882 am 12-Zoller auf Mt. Hamilton fand, einen Begleiter 10,7. Gr. Schiaparelli 1897,17: $d = 1{,}24''$, $p = 291{,}5°$. Gilliß sah 1852 eine eigentümliche Bedeckung des Sterns durch den Mond, welche er durch die Projektion einer Unregelmäßigkeit des Mondrandes zu erklären suchte. (Astr. Nachr., Nr. 813.)

μ (β 1059)

α 6h 17m, δ + 22° 34′.

Ein Stern 3. Gr. mit einem Begleiter, der, wie Burnham am 36-Zoller gefunden, selbst doppelt ist. A 3., B 9,8., C 10,7. Gr.

1899,08 $A(\overline{B}\,C)$ $d = 121{,}71''$, $p = 141{,}3°$
1899,12 BC 0,68 270,8

(Aitken). Burnham sieht noch mehrere schwache Sterne zwischen A und B.

15

α 6h 22m, δ + 20° 51′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 8. Gr. und von Herschel 1782 zuerst gesehen. Main 1863: $d = 31{,}0''$, $p = 205{,}5°$.

ν (β 1192)

α 6h 23m, δ + 20° 16′.

4. Gr., mit einem von O. Struve entdeckten Begleiter 8. Gr. Letzterer ist von Burnham am 36-Zoller gefunden, für sich doppelt. B 8,7., C 8,8. Gr. Aitken:

1899,08 $A(BC)$ $d = 112{,}7''$, $p = 329{,}6°$
1899,12 BC 0,20 364,4

20 (Σ 924)

α 6h 26m, δ + 17° 52′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 9,9. Gr. $d = 20''$, $p = 210°$.

β 571

α 6h 34m, δ + 13° 4′.

6., mit einem Begleiter 12. Gr., den Burnham 1877 am 18½-Zoller auffand. 1899,08: $d = 2{,}49''$, $p = 322{,}4°$.

ε

α 6h 38m, δ + 25° 13′.

Ein gelblicher Stern 3. Gr. mit einem Begleiter 9. Gr. South giebt dessen Position 1825: $d = 111{,}5''$, $p = 93{,}7°$.

36 (β 1193)

α 6h 44m, δ + 21° 54′.

5,7., mit einem Begleiter 14. Gr., den Burnham 1890 am 36-Zoller entdeckte. 1899,02: $d = 10{,}46''$, $p = 354{,}7°$. Ein Stern 13. Gr. steht nach Burnham in $d = 340''$, $p = 14{,}4°$.

38 (Σ 982)

α 6h 49m, δ + 13° 19′.

Von W. Herschel 1781 als doppelt erkannt. Der Hauptstern 5,4. Gr. und gelblich, der Begleiter 7,7. Gr. und bläulich. Eine Stellungsänderung des Begleiters ist nicht nachweisbar. Dembowski 1863,02: $d = 6{,}13''$, $p = 166{,}3°$.

ζ ($o\Sigma^2$ 81)

α 6h 58m, δ + 20° 44′.

Dreifach. Der Hauptstern ist veränderlich, B 7., C 10,5. Gr. Burnham hat folgende Messungen:

1880 AB $d = 93{,}6''$, $p = 351{,}6°$
1880 AC 87,2 83,7

τ (β 1009)

α 7h 5m, δ + 30° 24′.

5. Gr., mit einem von Burnham am 12-Zoller auf Mt. Hamilton entdeckten Begleiter 13. Gr. „Ein feines und schwieriges Paar." 1890,96: $d = 1{,}75''$, $p = 177{,}6°$. Ein physisches System.

λ (Σ 1061)

α 7h 12m, δ + 16° 43′.

Von Struve als doppelt erkannt.

Der Hauptstern ist 3,2. Gr. und grünlichblau, der Begleiter 10,3. Gr. Engelmann 1872,7: $d = 9{,}50''$, $p = 32{,}1^0$.

δ (Σ 1066)
α 7h 14m, δ + 22° 10′.

W. Herschel sah diesen Doppelstern 1781, doch giebt er keine Distanzmessung. Nach Struve ist der Hauptstern 3,2. Gr. und gelblich, der Begleiter 8,2. Gr. und rötlich. Dembowski 1854: $d = 7{,}08''$, $p = 203{,}5^0$. Die Distanz scheint sich nicht zu ändern.

61
α 7h 21m, δ + 20° 27′.

Der Hauptstern ist 6,5. Gr. und hat in $d = 6{,}5''$, $p = 44{,}0^0$ einen Begleiter 7,8. Gr., dessen Position sich seit W. Herschels Messungen (1781) nicht geändert hat. In der Nähe stehen noch einige kleinere Sternchen.

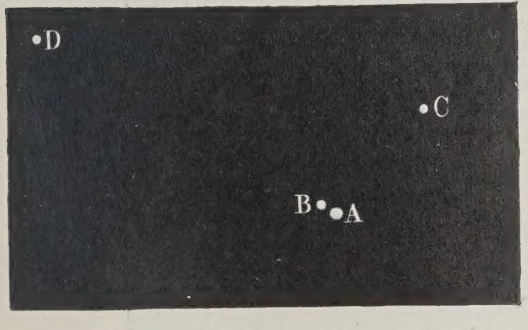
65 (β 1194)
α 7h 24m, δ + 28° 8′.

Ein Stern 5,5., mit einem schwachen Begleiter 13,5. Gr., den Burnham 1890 am 36-Zoller auffand. 1899,02: $d = 13{,}23''$, $p = 288{,}8^0$.

α (Σ 1110)
α 7h 28m, δ + 32° 7′.

Dieser schöne Doppelstern, den Herschel zu den prächtigsten Objekten seiner Art zählte, wurde zuerst von Pound am 25. März 1718 als solcher erkannt.

Fig. 103.



Umgebung des Doppelsterns Castor.

Messungen des Positionswinkels lieferte erst W. Herschel und zuverlässige Bestimmungen der Distanz finden sich erst 1826 bei Struve. Der Hauptstern ist 2,7., der Begleiter 3,7. Gr. und beide sind grünlich. Doberck 1882,30: $d = 5{,}512''$, $p = 233{,}1^0$. Die Distanz nimmt sehr langsam zu, während sich der Positionswinkel ziemlich rasch vermindert.

In der Nähe befindet sich noch ein Stern 9,5. Gr. (*C*, Fig. 103), für den Struve giebt 1835,24: $d = 72{,}70''$, $p = 160{,}6^0$.

Ein dritter Stern (*D*) in der Nachbarschaft ist von South gemessen worden. 1823: $d = 197''$, $p = 224{,}3^0$. Die Helligkeit desselben giebt South zu 15. bis 16. Gr. an, was nach Struves Skala etwa 10. bis 11. Gr. entspricht.

$o\Sigma$ 175
α 7h 29m, δ + 31° 10′.

Ein Stern 6. Gr., den O. Struve in Pulkowo als doppelt erkannte. $d = 0{,}6''$. Dembowski 1867: $d = 0{,}8''$, $p = 332{,}1^0$.

70 (β 200)
α 7h 32m, δ + 35° 16′.

Von W. Herschel dreifach gesehen, nach Burnham fünffach: *A* 5., *B* 10., *C* 9,7., *D* 11,5., *E* 13. Gr. *B* und *C* sind Herschels Begleiter; die Duplicität von *C* erkannte Burnham am 6-Zoller. Burnham:

1878,79	*AB*	$d = 99\,23''$,	$p = 190{,}6^0$
1878,79	*AC*	160,66	98,8
1898,96	*CD*	1,82	244,2
1898,96	*CE*	17,74	207,4

$\varkappa$
α 7h 38m, δ + 24° 39′.

Der Hauptstern ist 3,5. Gr., den sehr schwachen Begleiter sah zuerst John Herschel und schätzte ihn 1830 14. Gr., was nach Struves Skala der Größe 10,5 entspricht. Dunér 1874,0: $d = 6{,}39''$, $p = 235{,}7^0$.

β (β 580)
α 7h 39m, δ + 28° 16′.

Dieser Stern 1,3. Gr. hat mehrere Begleiter, die successive von Flamsteed, W. Herschel, Struve und Burnham aufgefunden wurden. Letzterer giebt folgende Helligkeiten derselben: *A* 2., *B* 15., *C* 10,7., *D* 12,5., *E* 11., *F* 10,5. Gr. *C* wurde von Herschel gesehen, Burnham entdeckte am 18½-Zoller, daß *C* doppelt ist und fand *B*, *E* ist schon von Flamsteed beobachtet worden, *F* von O. Struve. Burnham und Aitken:

1898,96	*AB*	$d = 30{,}88''$,	$p = 278{,}1^0$
1898,87	*AC*	187,72	71,8
1898,87	*AE*	219,10	90,0
1898,81	*AF*	242,87	76,3

1899,02	*CD*	$d =$ 1,02″,	$p =$ 140,7°
1898,96	*CF*	58,01	89,4
1898,98	*CE*	71,12	145,2

π (Σ 1135)

α 7h 41m, δ + 33° 39′.

Der Hauptstern ist 5. Gr. W. Herschel sah 1782 einen Begleiter, den später South und John Herschel nicht wahrnehmen konnten, den aber der Dorpater Refraktor ohne Schwierigkeit zeigte. Struve 1831,25: $d = 22{,}60''$, $p = 211{,}79°$, Helligkeit 11. Gr. Den zweiten Begleiter hat South 1823 beobachtet und gefunden: $d = 94''$, $p = 340°$, Helligkeit 15. Gr. (= 11. Gr. Struves).

82 (β 1062)

α 7h 43m, δ + 23° 23′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 13,5. Gr., den Burnham 1889 am 36-Zoller entdeckte. 1898,96: $d = 3{,}82''$, $p = 35{,}8°$.

B. Veränderliche Sterne.

η

α 6h 9m, δ + 22° 32′.

Von Schmidt 1865 als veränderlich erkannt und von sehr gelber Farbe. Maximum 3,2., Minimum 3,7. bis 4,2. Gr. Dauer der Periode 231d.

ζ

α 6h 58m, δ + 20° 43′.

Stark gelb und schon gegen Ende des vorigen Jahrhunderts der Veränderlichkeit verdächtig. Den bestimmten Nachweis derselben lieferte 1847 Schmidt. Der Stern schwankt zwischen 3,7. und 4,5. Gr. Periode 10,15382d.

R

α 7h 1m, δ + 22° 51′.

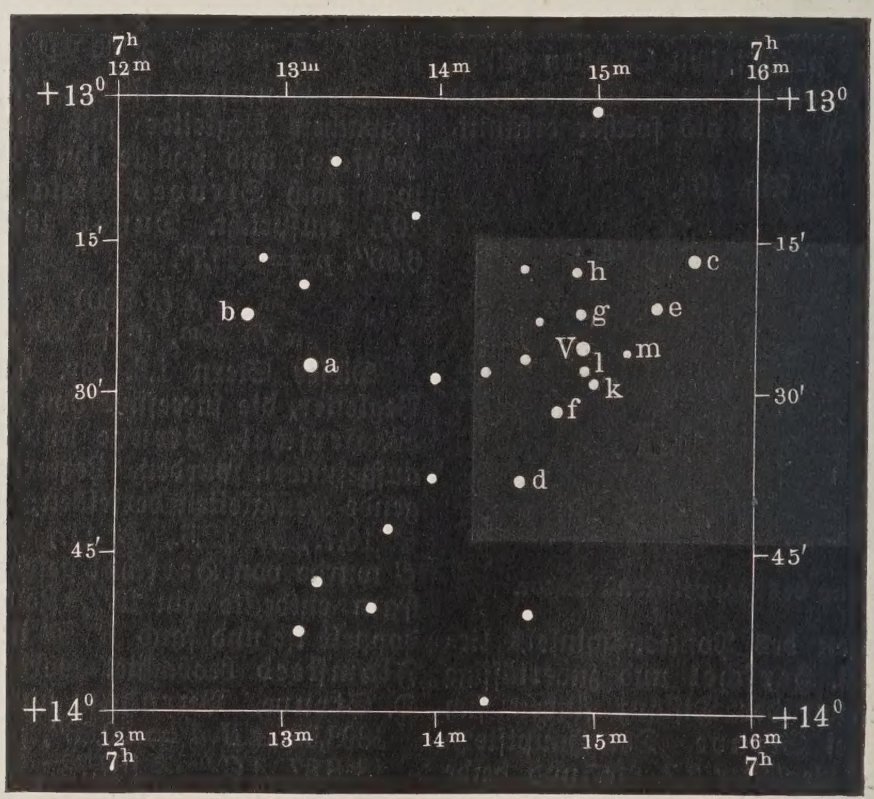
Rot und von Hind 1848 als veränderlich erkannt. Die Periode beträgt 371d. Im Maximum (6,6. bis 7,8. Gr.) verändert sich der Stern nach Schoenfeld wochenlang nur unmerklich, im Minimum sinkt er unter 13. Gr. herab.

V

α 7h 18m, δ + 13° 17′.

Im Maximum 8. bis 9,1., im Minimum 12. bis 14. Gr. Periode 276d. Von Baxendell 1880 entdeckt. Fig. 104 giebt

Fig. 104.



Umgebung von *V* Gemin., nach G. Knott.

eine Karte der Umgebung von *V* nach Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichsterne:

a = 7,8. Gr.		*f* = 11,2. Gr. (var. ?)	
b = 8,1.	„	*g* = 11,6.	„
c = 8,4.	„	*h* = 12,6.	„
d = 9,1.	„	*k* = 13,2.	„
e = 9,9.	„	*l* = 13,4.	„
		m = 13,7.	„ (?)

S

α 7h 37m, δ + 23° 41′.

Gelbrot; von Hind 1848 als veränderlich erkannt. Maximum 8,2. bis 8,7., Minimum unter 13. Gr. Periode 294d.

T

α 7h 43m, δ + 23° 59′.

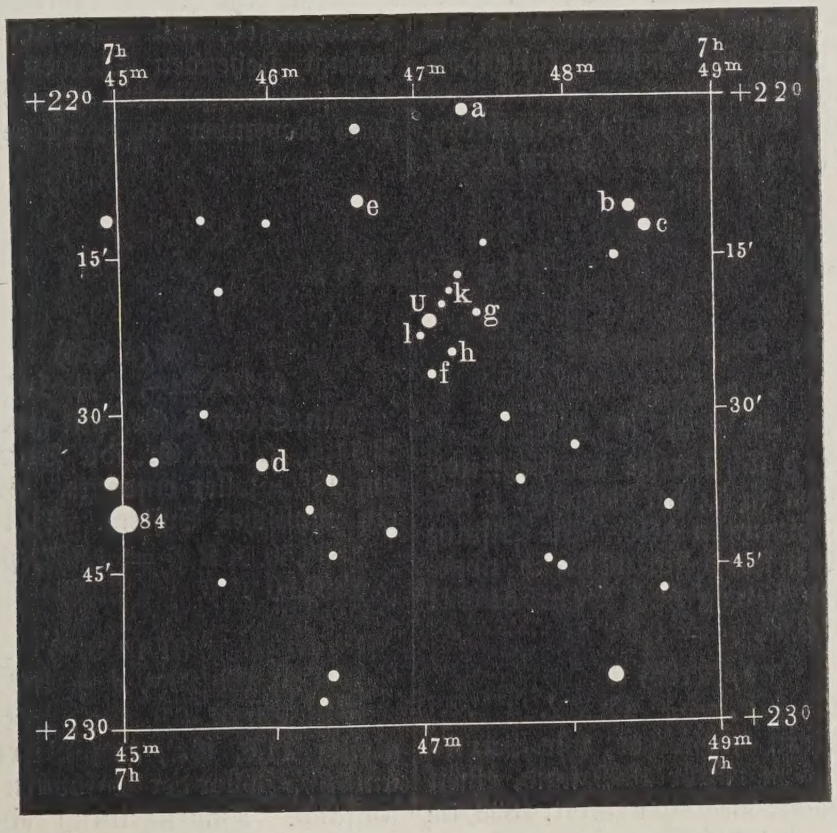
Rot; von Hind 1848 entdeckt. Periode 288d. Maximum 8,5. bis 8,7., Minimum unter 13,5. Gr.

U

α 7h 49m, δ + 22° 16′.

Von Hind 1855 als veränderlich erkannt und einer der rätselhaftesten Sterne dieser Art (s. S. 370). Fig. 105 giebt eine Karte der Umgebung von *U* nach

Fig. 105.



Umgebung von *U* Gemin., nach G. Knott.

Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichssterne:

a = 8,6. Gr.		*f* = 11,2. Gr.	
b = 9,3.	„	*g* = 12,3.	„
c = 9,2.	„	*h* = 12,3.	„
d = 10,3.	„	*k* = 13,3.	„
e = 10,6.	„	*l* = 13,7.	„

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

2168 (*M* 35)

α 6h 3m, δ + 24° 21′.

Dem bloßen Auge sichtbar und schon von Messier als Sternhaufen bezeichnet, zwischen η Gemin. und ζ Tauri. Durchmesser 20′, zahlreiche Sterne dieses prachtvollen Objekts erscheinen in starken Ferngläsern. Herschel sah dasselbe an einem 7füßigen Reflektor als reichen Sternhaufen; am 20füßigen Spiegelteleskop stellte es sich als Haufen ziemlich zusammengedrängter, großer Sterne dar. Im Centrum zeigte sich etwas Nebel. Lassell bezeichnet den Sternhaufen nach dem Eindrucke, den er im 2füßigen Re-

flektor machte, als wunderbares Objekt, das man in der ersten Zeit nicht ohne Ausruf des Erstaunens betrachten könne. Das Gesichtsfeld (19′ im Durchmesser) erschien gänzlich angefüllt mit glänzenden Sternen, die ganz ungewöhnlich gleich an Helligkeit waren. „Nur wer den Gegenstand in seiner Pracht selbst gesehen, vermag sich eine entsprechende Vorstellung von demselben zu machen."

Etwa $^1/_2{}^0$ südlich vorauf geht ein ähnlicher aber kleinerer Sternhaufen (2158), in welchem die außerordentlich kleinen Sterne sehr gedrängt stehen.

2392

α 7h, 23m, δ + 21° 7′.

Planetarischer Nebel. Von W. Herschel 1786 Januar 17. entdeckt und als Stern 9. Gr. mit sehr hellem, milchigem Nebel gleichförmig umgeben („eine sehr merkwürdige Erscheinung") beschrieben. John Herschel fand den Stern 8. Gr. und genau im Mittelpunkte einer vollkommen runden Atmosphäre von 25″ Durchmesser. Webb sah letztern in einem $3^1/_2$zölligen Refraktor so außerordentlich hell, daß er zuerst an ein Beschlagen des Okulars glaubte. Lord Rosses Teleskop zeigt die Nebelhülle ringförmig, im Innern einen dunkeln Flecken. Burnham bezeichnet diesen planetarischen Nebel als eines der schönsten Objekte seiner Art. Der Centralstern ist 9. Gr., scharf und rund bei allen Vergrößerungen des 36zölligen Refraktors. Durchmesser der ganzen Scheibe 44,7″.

2420

α 7h 33m, δ + 21° 48′.

Eine sehr schöne Sterngruppe von 6′ Durchmesser, mit zahlreichen, dicht gedrängt stehenden Sternen bis zu den kleinsten Lichtpunkten. Von W. Herschel 1783 November 19. zuerst gesehen.

Hercules.

A. Doppelsterne.

$\varkappa$ (Σ 2010)

α 16h 4m, δ + 17° 18′.

Flamsteed sah bereits den Begleiter. Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 6. Gr. und beide schimmern gelb. Die Distanz hat seit Flamsteed fortwährend abgenommen und betrug nach Dembowski 1858: d = 30,6″, p = 9,9°.

τ (β 1198)

α 16h 17m, δ + 46° 33′.

Dieser Stern 4. Gr. hat, wie Burnham am Lick-Refraktor 1890 fand, einen äußerst schwachen Begleiter 14. Gr. 1898,51: d = 6,79″, p = 145,0°.

γ (Σ^1 1810)

α 16h 18m, δ + 19° 23′.

Von W. Herschel 1780 als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 3,5., der Begleiter 8. Gr. Dembowski giebt folgende Position: d = 40,5″, p = 238,8°, wonach sich die Stellung des Begleiters seit 1821 nicht verändert hat.

23 (Σ^1 1813)

α 16h 19m, δ + 32° 34′.

Dieser Stern 6. Gr. hat einen Begleiter 8,5. Gr. d = 35″, p = 19°.

ω (β 625)

α 16h 21m, δ + 14° 16′.

Ein Stern 5. Gr. mit zwei Begleitern B 11,5., C 12,2. Gr., die Burnham 1879 am $18^1/_2$-Zoller entdeckte. Wahrscheinlich ein physisches System. Aitken:

1898,50	AB	d = 1,86″,	p = 184,3°
1898,50	AC	32,96	102,7

31 (β 816)

α 16h 28m, δ + 33° 43′.

Ein Stern 6,3. Gr., mit einem Begleiter 11,8. Gr., den Burnham 1881 am $15^1/_2$-Zoller der Washburn-Sternwarte auffand. Wahrscheinlich ein physisches System. 1892,17: d = 5,28″, p = 224,2°.

32 (β 818)

α 16h 30m, δ + 30° 42′.

6. Gr., mit einem Begleiter 13,5. Gr., von Burnham am $15^1/_2$-Zoller entdeckt. 1898,64: d = 3,96″, p = 33,8° (Aitken).

m (Σ^1 1847)

α 16h 36m, δ + 4° 24′.

Zwei helle Sterne 6. Gr., die wahrscheinlich ein physisches System bilden. Engelmann 1863: d = 69,314″, p = 229,55°.

42 (Σ 2082)

α 16h 36m, δ + 49° 7′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der gelbe Hauptstern ist 4., der Begleiter 10,7. Gr. Struve 1828: $d = 22{,}39''$, $p = 92{,}35°$.

ζ (Σ 2084)

α 16h 38m, δ + 31° 47′.

Dieser interessante Doppelstern wurde 1782 Juli 18. von W. Herschel entdeckt. Er beschreibt ihn in seinem Kataloge mit folgenden Worten: „Schöne, aus zwei sehr ungleichen Sternen zusammengesetzte Gruppe. Der hellere ist weiß, der andere erscheint aschfarbig. Mit einer 460fachen Vergrößerung ist der Abstand, welcher die Ränder der beiden Scheiben trennt, kleiner als der Durchmesser der kleinern." Im Jahre 1802 und ebenso 1803 vermochte Herschel den Stern nur rund zu sehen, und schrieb in sein Beobachtungsjournal: „Meine Beobachtungen dieses Sterns gewähren eine Erscheinung, die in der Astronomie neu ist, nämlich die Bedeckung eines Fixsterns durch einen andern." Später konnte der Begleiter zunächst nicht wiedergesehen werden, auch John Herschel und South sahen 1821 bis 1823 keine Spur desselben. Erst als der 9zöllige Fraunhofersche Refraktor in Dorpat aufgestellt war, sah Struve 1826 den Begleiter bei 600facher Vergrößerung wieder, 1828 bis 1831 war er aber auch für dieses Instrument zu schwierig. Im Jahre 1832 glaubte Struve bisweilen deutlich die Duplicität zu erkennen, allein erst 1834 gelangen genaue Messungen. A. Clark sah den Begleiter 1865 mit einem 7zölligen Refraktor. Burnham 1880: $d = 1{,}38''$, $p = 114{,}3°$. In jenem Jahre war der Begleiter in einem $3\frac{1}{2}$zölligen Refraktor deutlich zu sehen.

η (Σ 2093)

α 16h 40m, δ + 39° 7′.

Dieser gelblichweiße Stern 7. Gr. hat einen Begleiter 10. Gr. Burnham 1879: $d = 113{,}4''$, $p = 261{,}6°$. W. Struve glaubte 1827 den Hauptstern aus zwei sehr nahe beisammen stehenden Sternen 4. und 8. Gr. bestehend, später ist er dagegen stets einfach erschienen.

46 (Σ 2095)

α 16h 41m, δ + 28° 32′.

Der Hauptstern ist 7., der Begleiter 9. Gr. Struve 1830: $d = 4{,}96''$, $p = 163{,}9°$. Die Stellung des Begleiters hat sich seitdem nicht merklich verändert.

Σ 2101

α 16h 42m, δ + 35° 49′.

Ein Doppelstern 6,3. und 9. Gr. Struve 1829: $d = 43''$, $p = 60{,}1°$. Seit 50 Jahren hat sich diese Stellung nicht geändert.

Σ 2103

α 16h 44m, δ + 13° 26′.

Der Hauptstern 5,2., der Begleiter 10. Gr. Mädler 1847: $d = 5{,}4''$, $p = 38{,}7°$.

Σ 2104

α 16h 45m, δ + 36° 5′.

Der Hauptstern 6,2., der Begleiter 8. Gr. Struve 1829: $d = 5{,}8''$, $p = 19{,}6°$. Dunérs Messungen 1869 stimmen damit überein.

52 (β 627)

α 16h 46m, δ + 46° 10′.

5. Gr., mit einem Begleiter 9,1. Gr., den Burnham 1878 am $18\frac{1}{2}$-Zoller entdeckte. 1892,4: $d = 1{,}62''$, $p = 318{,}7°$.

54 (β 954)

α 16h 52m, δ + 18° 36′.

5. Gr., mit einem Begleiter 12,5. Gr., den Burnham 1879 am $18\frac{1}{2}$-Zoller entdeckte. 1891,2: $d = 2{,}56''$, $p = 174{,}9°$. Bis 1898 keine wesentliche Stellungsänderung des Begleiters; wegen der gemeinsamen Eigenbewegung mit dem Hauptsterne also ein physisches System.

α (Σ 2140)

α 17h 10m, δ + 14° 30′.

Ein Doppelstern, den schon Maskelyne 1779 erkannte. Der Hauptstern ist intensiv gelb und veränderlich. Er zeigt ein schönes Spektrum der Klasse IIIa. Nach Heis erreicht er im Maximum 3,1. Gr., im Minimum 3,9. Gr. Der Begleiter ist 6,1. Gr. und intensiv blau. Distanz und Positionswinkel scheinen sich nicht zu verändern. Struve 1829: $d = 4{,}648''$, $p = 118{,}48°$. Einen zweiten Begleiter 9,5. Gr. hat Burnham 1878 gesehen in $d = 85{,}4''$, $p = 38{,}7°$.

δ (Σ 3127)

α 17h 11m, δ + 24° 58′.

Von W. Herschel 1779 August 9. entdeckt. Der Hauptstern ist 3. Gr. und

grünlich, der Begleiter 8,1. Gr. und grau, oder nach Dembowski bläulich, andere Beobachter sahen ihn rötlich. In einem Refraktor von $3^1/_2$ Zoll Öffnung war der Begleiter 1880 gut sichtbar. Die Distanz nimmt seit Herschels Zeiten ab. Dembowski 1863: $d = 20{,}5''$, $p = 179{,}4°$. Jedrzejewicz 1877: $d = 18{,}1''$, $p = 182{,}9°$.

ϱ (Σ 2161)
α 17^h 20^m, δ $+ 37°$ 14′.

Schon von Chr. Mayer als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist grünlichweiß und 4. Gr., der grünliche Begleiter 5,3. Gr. Struve 1830: $d = 3{,}60''$, $p = 307{,}2°$. Dembowski fand den Hauptstern 1853 rötlichweiß.

Σ 2194
α 17^h 37^m, δ $+ 24°$ 33′.

Der Hauptstern 6,2., der Begleiter 8,5. Gr. 1842,2: $d = 16{,}12''$, $p = 8{,}1°$.

Σ 2215
α 17^h 42^m, δ $+ 17°$ 45′.

Ein schwieriger Doppelstern. Der Hauptstern ist 5,9. Gr., der in $d = 0{,}7''$ stehende Begleiter 7,9. Gr. Perrotin 1886: $d = 0{,}8''$, $p = 296{,}5°$.

μ (Σ 2220)
α 17^h 43^m, δ $+ 27°$ 48′.

Ein interessanter dreifacher Stern, indem der Begleiter doppelt ist. W. Herschel und selbst Struve vermochten den Satelliten jedoch nicht zu zerlegen. Struve hat μ 1832 und 1836 verschiedene Male mit dem Dorpater Refraktor, 1851 mit dem 14zölligen Refraktor zu Pulkowo untersucht, ohne auch nur den Verdacht der Duplicität zu gewinnen. Erst im Juli 1856 erkannte Clark mit einem selbstverfertigten Refraktor von weniger als 7″ Öffnung, daß der Begleiter doppelt ist. Ein anderer Clark-Refraktor von 7″ Öffnung und $8^1/_2$′ Brennweite bestätigte die Entdeckung. Dawes forderte Lassell auf, mit seinem großen Spiegelteleskope den Begleiter von μ zu betrachten und zu suchen, welche Eigentümlichkeit derselbe darbiete. Am 11. Novbr. 1856 sah ihn nun auch Lassell doppelt. Clark schätzte die beiden Komponenten 10,5. und 11. Gr. Die Distanz betrug 1,8″. Burnham 1880: $d = 0{,}96''$, $p = 245{,}9°$. Der Hauptstern μ ist 3,8. Gr. und gelb; die vereinigte Helligkeit beider Begleiter ist 9,5. Gr. Jedrzejewicz 1878: $d = 31{,}2''$, $p = 243{,}9°$. Eine merkliche Veränderung in der Stellung des Begleiters ist nicht nachweisbar.

90 (β 130)
α 17^h 50^m, δ $+ 40°$ 3′.

6. Gr., mit einem von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckten Begleiter 9,7. Gr. „Ein schönes Paar, selbst bei geringer Objektivöffnung“ (Burnham). 1881,46: $d = 1{,}90''$, $p = 122{,}2°$. Die beiden Komponenten zeigen lebhaften Farbenunterschied, goldgelb und blau. Bis 1898 keine merkliche Stellungsänderung des Begleiters.

95 (Σ 2264)
α 17^h 57^m, δ $+ 21°$ 35′.

Von Christian Mayer entdeckt. Der Hauptstern ist 4,9. Gr. und grünlichgelb, der Begleiter etwas schwächer und gelblichrot. Piazzi Smyth hat diesen Doppelstern auf dem Pic von Teneriffa beobachtet und fand beide Sterne ungefärbt. Sestini sah sie 1844 nahe ebenso und gleichfalls Struve 1832. Piazzi Smyth glaubte, daß beide Sterne periodisch ihre Färbung verändern. Struve 1829: $d = 6{,}06''$, $p = 261{,}76°$.

99
α 18^h 3^m, δ $+ 30°$ 33′.

Dieser Stern 6. Gr. hat, wie Burnham gefunden, einen sehr schwachen Begleiter (10,7. Gr.). Die Position desselben war 1891: $d = 0{,}7''$, $p = 294{,}4°$. Der Begleiter verändert seine Stellung rasch. Umlaufszeit nach Gore $53^1/_3$ Jahre.

100 (Σ 2280)
α 18^h 4^m, δ $+ 26°$ 5′.

Bradley sah bereits den Begleiter. Beide Sterne sind 5,9. Gr. und grünlichweiß. Dembowski 1857: $d = 14{,}13''$, $p = 181{,}9°$. Spätere Beobachtungen lassen keine Stellungsänderung erkennen.

110
α 18^h 41^m, δ $+ 20°$ 27′.

Der Hauptstern 5,5. Gr. hat in $d = 61''$, $p = 92{,}3°$ einen lichtschwachen Begleiter (15. Gr. nach J. Herschel), der jedoch in einem 5zölligen Refraktor gesehen werden kann. Einen noch schwächeren

Begleiter sah Burnham 1879: $d = 44{,}7''$, $p = 95{,}5^0$.

113 (β 646)

α 18h 51m, δ + 22° 31′.

Ein Stern 6. Gr., mit zwei Begleitern jeder 12,5. Gr., die Burnham am 18½-Zoller entdeckte. Doolittle 1898,96: AB $d = 35{,}63''$, $p = 33{,}1^0$, BC $d = 35{,}63''$, $p = 150{,}8^0$, Burnham 1878,68: AC $d = 40{,}68''$, $p = 24{,}9^0$.

B. Veränderliche Sterne.

X

α 16h 0m, δ + 47° 31′.

Rot. Maximum 5,9. bis 6,3., Minimum 6,8. bis 7,2. Gr. Periode 92,5d mit großen Unregelmäßigkeiten. Entdeckt von Gore 1890. Spektrum mit sehr breiten und dunklen Banden, fast diskontinuierlich.

RR

α 16h 1m, δ + 50° 46′.

Sehr rot. Maximum 7,8., Minimum 9,5. Gr. Periode unbekannt. Von Espin 1864 entdeckt.

R

α 16h 2m, δ + 18° 38′.

Maximum 8. bis 9,2., Minimum unter 13. Gr. Periode 317,7d. Entdeckt 1855 zu Bonn.

U

α 16h 21m, δ + 19° 7′.

Maximum 6,6. bis 7,8., Minimum 11,4. bis 12,7. Gr. Periode 409d. Von Henke 1860 entdeckt. Vorzüglich ausgeprägtes Bandenspektrum.

g

α 16h 25m, δ + 42° 6′.

Rotgelb; von Baxendell 1857 als veränderlich erkannt. Maximum 4,7. bis 5,5., Minimum 5,4. bis 6. Gr. Nach den Beobachtungen von Schmidt ist der Lichtwechsel sehr unregelmäßig.

W

α 16h 32m, δ + 37° 32′.

Maximum 8. bis 8,4., Minimum 11,5. bis 14. Gr. Periode 280d. Von Dunér 1880 entdeckt.

Y

α 6h 32m, δ + 7° 19′.

Im Maximum 6,9., im Minimum 8. Gr. Periode 20,5d. Rötlich.

S

α 16h 47m, δ + 15° 7′.

Im Maximum 5,9. bis 7,5., im Minimum 11,5. bis 13. Gr. Hellrot. Periode 308,1d mit großen Unregelmäßigkeiten.

α

α 17h 10m, δ + 14° 30′.

Von Herschel 1795 als veränderlich erkannt. Der Lichtwechsel ist sehr unregelmäßig, oft nicht wahrnehmbar. Eine feste Periode ist nicht zu erkennen. Ich finde gleichzeitig mit der Helligkeit eine geringe Änderung der gelbroten Farbe angedeutet.

u

α 17h 14m, δ + 33° 12′.

Rot; von Schmidt als veränderlich erkannt. Der Stern erreicht im Maximum 4,6., selten 4. Gr., m Minimum ist er 5,4. Gr. Die Periode beträgt 37 oder 40d, mit vielen Unregelmäßigkeiten. Der Stern hat in $d = 4{,}0''$, $p = 61{,}5^0$ einen Begleiter 10. Gr.

RS

α 17h 18m, δ + 23° 1′.

Maximum 8., Minimum 11. Gr. Periode unbekannt. Von Anderson 1895 entdeckt.

Z

α 17h 54m, δ + 15° 9′.

Zum Typus der Algolsterne gehörend.

T

α 18h 5m, δ + 31° 0′.

Maximum 6,9. bis 8,5., Minimum 9,8. bis 12,7. Gr. Periode 165,8d. Entdeckt zu Bonn 1857.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

6205 (M 13)

α 16h 38m, δ + 36° 39′.

Prachtvoller Sternhaufen, dem bloßen Auge als schwacher Nebel eben sichtbar, im ersten Drittel der Linie von η und ζ Herculis liegend, von Halley 1714 entdeckt. Messier beschreibt ihn als Nebel ohne Sterne, rund, glänzend, in der Mitte heller als am Rande, von W. Herschel mit 7füßigem Spiegelteleskop 1783 in Sterne aufgelöst. Das 20füßige Teleskop zeigte, daß sich die Sterne, welche zu diesem Haufen gehören, über 8′ bis 9′ erstrecken, der gedrängte Teil hat 2′ bis 2½′ Durchmesser, er ist rund, die äußere Begrenzung des ganzen Haufens dagegen irregulär. Die Zahl der Sterne kann man auf 5000 bis 6000 veranschlagen,

sie sind 10. bis 12. Gr. Die beste Zeichnung dieses Sternhaufens hat Trouvelot gegeben. Sie stellt das Objekt dar, wie es am 15zölligen Refraktor zu Cambridge (N.-A.) erscheint, im Centrum mit unaufgelöstem Nebel. Die erste Photographie des Haufens erhielten die Gebrüder Henry in Paris 1887, bessere erhielt Scheiner 1896 (s. S. 448). Sir John Herschel sah die Sterne zum Teil in spiraligen Linien angeordnet, und Lord Rosse hat diese Tendenz zu spiralförmiger Struktur bestätigt, und nahm außerdem drei dunkle Kanäle im Innern des Sternhaufens wahr. In Übereinstimmung mit dem teleskopischen Befunde zeigte Huggins' Spektroskop bei diesem Sternhaufen ein kontinuierliches Spektrum.

6210

α 16h 40m, δ + 23° 59′.

Schöner, aber kleiner, planetarischer Nebelfleck, 8″ im Durchmesser. Von F. W. Struve entdeckt, in großen Teleskopen bläulich, hell, nicht scharf begrenzt. Am Lick-Refraktor zeigt sich ein heller, sternartiger Kern, der ein kontinuierliches Spektrum giebt, in welchem Keeler einmal eine helle Linie bei D_3 vermutete. Die Nebellinien sind hell, aber weniger scharf als beim Orionnebel. Außerhalb des Nebels, aber mit ihm durch ein schwaches Lichtband verbunden, zeigt der Lick-Refraktor eine neblige Kondensation, deren Spektrum ähnlich dem des Hauptnebels ist. Keeler fand für die Hauptnebellinie λ = 5006,48.

6229

α 16h 44m, δ + 47° 42′.

Planetarischer Nebel, von W. Herschel 1787 Mai 12. entdeckt und als ganz gleichmäßig hell, mit sehr zartem, auflöslichem Rande beschrieben. Er bildet ein Dreieck mit zwei Sternen 6. Gr. Huggins findet bei diesem Nebel ein kontinuierliches Spektrum.

6341 (*M* 92)

α 17h 14m, δ + 43° 15′.

Ein glänzender, leicht sichtbarer Nebel (Sternhaufen). Messier beschreibt ihn als sternlos mit hellem Mittelpunkte, umgeben von Nebellicht, und dem Kerne eines großen Kometen gleichend. Nach Holetschek in seiner Gesamthelligkeit einem Stern 5,3. Gr. vergleichbar. Herschel löste ihn schon im 7füßigen Reflektor in Sterne auf. Im 20füßigen Teleskope erschien er als glänzender Haufen von 6 bis 7′ Durchmesser. Der zusammengedrängte Teil hat 3′ Durchmesser. Das Centrum vermochte auch Rosses großes Teleskop nicht aufzulösen. Der Sternhaufen hat Ähnlichkeit mit 6205, aber die Sterne stehen gedrängter. Das Spektrum erweist das Vorhandensein wirklicher Fixsterne in dieser Wolke.

Hydra. (Die Wasserschlange.)

A. Doppelsterne.

ε (Σ 1273)

α 8h 42m, δ + 6° 47′.

Von Struve entdeckt; der Hauptstern ist 3,8. Gr. und gelb, der Begleiter 7,8. Gr. und blau. Die Distanz zeigt keine Veränderung, der Positionswinkel nimmt zu. Dembowski 1863: d = 3,47″, p = 212,9°. Holden fand 1878 noch einen äußerst schwachen Stern in d = 20,0″, p = 192,0°. Schiaparelli fand den Hauptstern selbst doppelt, aus zwei Sternen 4,5. und 5. Gr. bestehend: d = 0,2″, was Burnham 1892 bestätigte.

ϱ

α 8h 43m, δ + 6° 13′.

Ein Stern 5. Gr., der nach Burnham einen äußerst schwachen Begleiter zeigt in d = 12,4″, p = 144,9°.

15 (β 587)

α 8h 47m, δ — 6° 48′.

Von W. Herschel 1782 als Doppelstern erkannt, 6. und 7. Gr. Burnham hat 1878 gefunden, daß der Hauptstern selbst wieder doppelt ist, indem ein Sternchen 8. Gr. äußerst nahe dabei steht, auch fand er noch einen entfernteren Begleiter 13. Gr. Aitken 1897,25: AB d = 0,93″, p = 143,4°; Burnham 1899,02: (AB) C d = 45,45″,

$p = 358{,}2^0$; $(AB)D$ $d = 50{,}76''$, $p = 53{,}0^0$.

17 (Σ 1295)

α 8h 51m, δ — 7° 36′.

Von Struve als Doppelstern erkannt; der Hauptstern ist 7,2., der Begleiter 7,3. Gr. Stone 1878: $d = 42''$, $p = 358{,}3^0$. Seit Struves Zeit ist keine Veränderung der Stellung des Begleiters erfolgt.

ϑ

α 9h 9m, δ + 2° 45′.

Ein Stern 5. Gr., hat in $d = 53{,}1''$, $p = 175{,}0^0$ einen schwachen Begleiter 11. Gr., nach Burnham.

β 588

α 9h 12m, δ + 1° 9′.

6,5., mit einem Begleiter 10,2. Gr., den Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckte. 1899,09: $d = 2{,}43''$, $p = 129{,}4^0$.

τ^1

α 9h 24m, δ — 2° 20′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 8. Gr. Main 1863: $d = 66{,}2''$, $p = 2{,}2^0$.

λ (β 593)

α 10h 6m, δ — 11° 52′.

4,0., mit einem von Burnham am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 13,5. Gr. 1898,98: $d = 54{,}46''$, $p = 117{,}5^0$.

44 (β 1269)

α 10h 29m, δ — 23° 14′.

5,0. Gr. Am 36-Zoller fand Burnham 1892 einen schwachen Begleiter 13,2. Gr. 1899,04: $d = 18{,}75''$, $p = 59{,}9^0$.

β 411

α 10h 30m, δ — 26° 9′.

Ein Stern 6,5., mit einem von Burnham 1878 am 6-Zoller entdeckten Begleiter 8. Gr. 1898,16: $d = 0{,}87''$, $p = 278{,}8^0$, See.

φ^2 (β 1075)

α 10h 31m, δ — 15° 49′.

Dieser Stern 6. hat, wie Burnham am 36-Zoller fand, einen Begleiter 13,1. Gr. 1899,02: $d = 3{,}25''$, $p = 275{,}3^0$.

β 341

α 12h 58m, δ — 20° 2′.

6. Gr., von Burnham 1876 mit dem 6-Zoller in zwei gleich helle Sterne zerlegt. 1898,26: $d = 0{,}66''$, $p = 315{,}5^0$. Eine Stellungsänderung seit 1876 ist zweifelhaft.

β 1246

α 14h 13m, δ — 25° 21′.

Dreifach, wie Burnham am 36-Zoller gefunden, A 5,5., B 13,5., C 11. Gr., sämtlich ein physisches System bildend. Aitken 1898,52: AB $d = 3{,}30''$, $p = 189{,}2^0$; AC $d = 39{,}05''$, $p = 93{,}0^0$.

52 (β 940)

α 14h 22m, δ — 29° 2′.

5., mit einem von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 11. Gr. 1899,27: $d = 4{,}37''$, $p = 277{,}5^0$.

10

α 14h 40m, δ — 25° 1′.

Von Herschel 1783 als doppelt erkannt, 5,5. und 7. Gr. Stone 1879: $d = 9{,}0''$, $p = 130{,}2^0$.

59 (β 239)

α 14h 53m, δ — 27° 15′.

6., mit einem Begleiter 6. Gr., den Burnham 1874 am 6-Zoller entdeckte. 1898,28: $d = 0{,}99''$, $p = 316{,}5^0$. Ein physisches System.

B. Veränderliche Sterne.

S

α 8h 48m, δ + 3° 27′.

Maximum 7,5. bis 8,7., Minimum unter 12. Gr. Periode 257d mit periodischen Unregelmäßigkeiten. Rötlichgelb.

R

α 13h 24m, δ — 22° 46′.

Dieser rote Stern wurde schon 1704 von Maraldi als veränderlich erkannt. Im Maximum kann er bis zur 3,5. Gr. anwachsen, im Minimum zur 10. Gr. herabsinken. Die Periodendauer ist veränderlich und beträgt im Mittel 425,15d. Das Maximum tritt 200d nach dem Minimum ein. Auffallend schönes Bandenspektrum.

W

α 13h 43m, δ — 27° 52′.

Tiefrot. Maximum 6,7., Minimum 8. Gr. Periode 384d. Von Sawyer 1888 entdeckt.

C. Nebelflecke.

—

α 9h 14m, δ — 16° 20′.

Nebel, 1,5′ lang, 30 bis 40″ breit, kernlos, aber in der Mitte heller. Von Bigourdan in Paris aufgefunden.

3242

α 10h 20m, δ — 18° 8′.

Von W. Herschel 1785 Febr. 7. entdeckt, planetarisch, 40 bis 60″ im Durchmesser, von der Farbe Jupiters, ohne Spur von Auflöslichkeit. Secchi fand den Nebel in seinem 9zölligen Refraktor bei 1000facher Vergrößerung sehr eigentümlich. Innerhalb eines kreisförmigen Nebels zeigte er zwei Sternhäufchen, die durch zwei Halbbogen von Sternen, welche einen glänzenden Ring bilden, miteinander verbunden sind. Ein Stern steht auf dem nebeligen Grunde des Centrums. Tempel fand das Aussehen des Nebels auch höchst merkwürdig. Er sah ihn als kleines, ovales, helles Lichtscheibchen von scharf begrenzten, dicht gedrängten Sternchen, im südlichen, mittleren und nördlichen Teile blitzten einige hellere Sternchen heraus. Die pulsierenden Pünktchen bildeten einen seltsamen Kontrast mit dem äußerst dunkeln Hintergrunde ohne Nebelmaterie. Burnham findet am Lick-Refraktor den Nebel elliptisch, 42,4 zu 38,3″, mit einem Centralstern 11,3. Gr. Von 1875 bis 1891 hat er seinen Ort gegen einen benachbarten Stern 10,5. Gr. nicht geändert. Im Spektrum maß Keeler die beiden Linien $\lambda = 5007{,}1$ und 4959,06. Huggins sah einen ovalen Ring, von einem breiten Nebel umgeben.

4590

α 12h 34m, δ — 26° 12′.

Von Messier am 9. April 1780 entdeckt und als Nebel ohne Sterne beschrieben, der sehr schwach und schwer zu erkennen sei; ein Stern 6. Gr. stehe in der Nähe. In Wirklichkeit ist das Objekt ein kugelförmiger Sternhaufen, dessen Komponenten jedoch 12. Gr. sind.

5061

α 13h 13m, δ — 26° 19′.

Von W. Herschel am 28. Sept. 1786 entdeckter Nebel. Er beschreibt ihn als hell, rund und gegen die Mitte zu plötzlich heller werdend, mit einem Kern ähnlich einem Stern 10. Gr.

Lacerta. (Die Eidechse.)

A. Doppelsterne.

β 694

α 21h 58m, δ + 44° 0′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 8,3. Gr., letzterer von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckt. 1892,98: $d = 0{,}59''$, $p = 353{,}8°$, Schiaparelli. Der 36-Zoller zeigte noch einen Stern 13. Gr. in $d = 24{,}1''$, $p = 328{,}1°$ und einen Stern 13,5. Gr. in $d = 27{,}1''$, $p = 277{,}3°$.

α (β 703)

α 22h 29m, δ + 40° 18′.

Dieser Stern 4. Gr. hat, wie Burnham 1878 am 18½-Zoller fand, einen Begleiter 12,2. Gr., der die Bewegung des Hauptsterns nicht teilt, also bloß optisch zu diesem gehört. 1888,71: $d = 31{,}59''$, $p = 297{,}8°$.

8 (Σ 2922)

α 22h 31m, δ + 39° 6′.

Vierfach: A 6., B 6,5., C 10,2., D 8,7. Gr. Burnham giebt folgende Positionen:

AB	$d = 22{,}3''$,	$p = 185{,}9°$
BC	27,9	155,0
AD	81,5	148,4
BD	66,5	136,2

15 (β 451)

α 22h 48m, δ + 42° 46′.

5., mit einem Begleiter 12,5. Gr., den Burnham 1888 am 18½-Zoller entdeckte. 1899,55: $d = 28{,}84''$, $p = 131{,}1°$.

β 382

α 22h 49m, δ + 44° 13′.

Ein Stern 6., mit einem von J. Herschel gemessenen Begleiter 10,7. Gr. Burnham fand 1876 am 6-Zoller auch den Hauptstern doppelt (6. und 8. Gr.). Aitken 1897,86: AB $d = 1{,}07''$, $p = 221{,}2°$; Burnham 1889,53: $(AB)C$ $d = 26{,}92''$, $p = 353{,}7°$.

16 (Σ 2960)
α 22h 52m, δ + 41° 4′.

Dreifach. Der Hauptstern ist 6., der entferntere Begleiter 9., der nähere 11. Gr., und wegen Lichtschwäche schwierig zu sehen. Stone giebt 1879 folgende Messungen:

AB	d = 27,3″,	p = 346,4°
AD	63,5	46,7

B. Veränderliche Sterne.

S
α 22h 24m, δ + 39° 48′.

Im Maximum 7,6. bis 8,2., im Minimum unter 12. Gr. Periode 233d. Von Miß Fleming 1891 entdeckt.

C. Sternhaufen.

7243
α 22h 11m, δ + 49° 23′.

Von Karoline Herschel 1787 entdeckt und von W. Herschel 1788 Nov. 1. beobachtet. Ein grob zerstreuter Sternhaufen, 8′ Durchmesser, mit zahlreichen hellen Sternen, darunter der Doppelstern Σ 2890, 8,5. und 7. Gr., d = 9,1″, p = 11,7°, unmittelbar gefolgt von mehreren Sternpaaren.

Leo major. (Der große Löwe.)

A. Doppelsterne.

$\varkappa$ (β 105)
α 9h 19m, δ + 26° 41′.

Ein Stern 4,5., mit einem Begleiter 10,9. Gr., letzterer 1876 von Burnham am 6-Zoller entdeckt. Aitken 1898,27: d = 2,96″, p = 205,3°. Ein zweiter, von Engelmann vermuteter Begleiter ist am 36-Zoller nicht gesehen worden.

ω (Σ 1356)
α 9h 23m, δ + 9° 30′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern 6,2. Gr. und gelb, der Begleiter 7. Gr. und tiefer gelb. Struve 1835,59: d = 0,3″, p = 178,8°. 1841 zeigte der Dorpater Refraktor den Begleiter nicht mehr, und im folgenden Jahre hat wahrscheinlich die centrale Bedeckung stattgefunden. 1867 war der Abstand des Begleiters wiederum auf 0,4″ angewachsen, und der 8zöllige Leipziger Refraktor zeigte bisweilen die Duplizität. Engelmann 1884: d = 0,66″, p = 91,4°. Hall 1891: d = 0,7″, p = 101,2°.

3
α 9h 23m, δ + 8° 37′.

Der Hauptstern ist 6., der sehr schwache Begleiter 11. Gr. Burnham 1878: d = 25,1″, p = 79,1°.

α (Regulus) (Σ^{I} 1179)
α 10h 3m, δ + 12° 27′.

Dieser helle Stern 1. Gr. hat, wie schon Chr. Mayer fand, einen Begleiter 8,4. Gr., der fast 3′ von ihm entfernt steht, aber, da er die gleiche Eigenbewegung besitzt, mit ihm physisch verbunden ist. Die Distanz hat sich seit 1778 ebenso wenig verändert, als der Positionswinkel, jene beträgt 177″, dieser 306°. Winlock fand am 15zölligen Refraktor der Harvard-Sternwarte noch einen Begleiter 13. Gr., dessen Position Burnham für 1878 angiebt: d = 3,29″, p = 88,5°. Der Hauptstern zeigt ein schönes Spektrum der Klasse I a.

ζ
α 10h 11m, δ + 24° 0′.

Dieser Stern 3,8. hat in weitem Abstande einen Begleiter 6. Gr. in d = 314,4″, p = 343,1°.

γ (Σ 1424)
α 10h 14m, δ + 20° 21′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der Hauptstern 2. Gr. und goldfarben, der Begleiter 3,5. Gr. und rotgrün. Nach Struve der schönste Doppelstern am nördlichen Himmel. W. Herschel giebt die Farben beider Komponenten als weiß an. Struve 1828: d = 2,46″, p = 102,2°; Doberck 1877: d = 3,63″, p = 111,1°; Jedrzejewicz 1880: d = 3,6″, p = 114,2°.

54 (Σ 1487)
α 10h 50m, δ + 25° 17′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 7. Gr. und blau. Doberck 1877: d = 6,5″, p = 104,9°.

p^1

α 10h 51m, δ — 1° 35′.

Schon von Lalande als doppelt erwähnt. Der Hauptstern ist 5,5., der Begleiter 8. Gr. Nach Mädler war 1843 $d = 35{,}47''$, $p = 177{,}7°$.

55 (β 1076)

α 10h 51m, δ + 1° 17′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 10,5. Gr., letzterer 1889 von Burnham am 36-Zoller entdeckt. Aitken 1899,12: $d = 0{,}82''$, $p = 31{,}9°$.

59 (β 598)

α 10h 56m, δ + 6° 39′.

Ein Stern 5,5., mit einem Begleiter 13,4. Gr., den Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckte. 1898,96: $d = 46{,}83''$, $p = 220{,}5°$.

65 (β 599)

α 11h 3m, δ + 2° 24′.

5,6., der Begleiter 10,5. Gr., von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckt. 1899,13: $d = 1{,}95''$, $p = 93{,}2°$.

δ (β 1282)

α 11h 9m, δ + 21° 5′.

3., mit einem Begleiter 9,5. Gr., den Burnham 1889 am 36-Zoller als doppelt erkannte, später aber am 40-Zoller nicht mehr trennen konnte. Dies gelang jedoch wieder 1899 Aitken am 36-Zoller. Burnham 1899,13: $A(BC)$ $d = 187{,}32''$, $p = 344{,}5°$; Aitken 1899,44: BC $d = 0{,}36''$, $p = 204{,}3°$.

ι (Σ 1536)

α 11h 19m, δ + 11° 5′.

Der Hauptstern 3,9. Gr. und gelblich, der Begleiter 7,1. Gr. und blau. Die Distanz hat seit den ersten Beobachtungen Struves langsam zugenommen. Dembowski 1863: $d = 2{,}51''$, $p = 76{,}6°$; Engelmann 1883: $d = 2{,}76''$, $p = 64{,}6°$.

83 (Σ 1540)

α 11h 23m, δ + 3° 34′.

Von W. Herschel 1780 als Doppelstern erkannt. Der Hauptstern ist 6,3., der Begleiter 7,3. Gr. Eine Positionsveränderung des Begleiters ist nicht erkennbar. Struve 1832: $d = 29{,}5''$, $p = 150°$.

τ ($O\Sigma^2$ 110)

α 11h 23m, δ + 3° 24′.

Von Chr. Mayer als doppelt aufgeführt. Der Hauptstern ist 5. Gr. und gelb, der Begleiter 7. Gr. und weiß. Die Distanz beider nimmt ab. Engelmann 1863: $d = 93{,}44''$, $p = 171{,}72°$.

88 (Σ 1547)

α 11h 27m, δ + 14° 56′.

Entdeckt von W. Herschel 1782. Der gelbliche Hauptstern 6,4., der Begleiter 9,3. Gr. Struve 1829: $d = 15{,}30''$, $p = 319{,}9°$.

90 (Σ 1552)

α 11h 29m, δ + 17° 21′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 7,3. Gr. Struve 1829: $d = 3{,}01''$, $p = 209{,}4°$. John Herschel und South haben in der Nähe noch einen Stern 9,5. Gr. (nach Struves Skala) gesehen, dessen Position Secchi 1865 bestimmte: $d = 63{,}3''$, $p = 234{,}5°$.

93

α 11h 43m, δ + 20° 47′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt und schon mit einem Fernrohre von 2″ Objektivdurchmesser zu sehen. Der Hauptstern ist 4,7. Gr. und gelb, der Begleiter 8,4. Gr. und weiß. 1836: $d = 74{,}3''$, $p = 355{,}5°$.

β 603

α 11h 44m, δ + 14° 50′.

6,4., mit einem Begleiter 10,2. Gr., den Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckte. Aitken 1897,34: $d = 1{,}07''$, $p = 320{,}9°$.

β (β 604)

α 11h 44m, δ + 15° 8′.

Dreifach: A 2,5., B 15,5., C 15. Gr. C von Burnham 1878 am 18½-Zoller, B von Aitken 1898 am 36-Zoller entdeckt. Aitken 1898,40:

AB	$d = 39{,}74''$,	$p = 346{,}2°$
AC	78,89	351,4

B. Veränderliche Sterne.

R

α 9h 42m, δ + 11° 54′.

Von Koch 1782 als veränderlich erkannt. Maximum 5,2. bis 6,7., Minimum 9,4. bis 10. Gr. Periode 312,8d, mit periodischen Ungleichheiten. Der Stern hat intensiv rote Farbe und schönes Bandenspektrum.

C. Nebelflecke.

2903

α 9h 27m, δ + 21° 56′.

Schöner und großer Nebel von spiraliger Form. Von W. Herschel 1784 Nov. 16. entdeckt. In Herschels Teleskopen stellt er sich als Doppelnebel dar, an sehr großen Instrumenten erscheint noch ein dritter Nebelkern. Nach Tempels Beobachtungen am 10zölligen Refraktor zu Arcetri bei Florenz bildet das Ganze einen großen, spiralförmigen Nebel von wenigstens 15′ Länge mit drei Nebelknoten, von denen der südlichste etwas schwächer ist als der nördliche und der mittlere sternartig verdichtet, sowie ziemlich hell erscheint. Nördlich hat der Nebel keine scharfe Grenze.

3351 (*M* 95)

α 10h 39m, δ + 12° 13′.

Von Méchain am 20. März 1781 entdeckt und als sehr lichtschwacher Nebel ohne Sterne beschrieben. Er ist ziemlich hell und rund und von Rosse als Spiralnebel beschrieben. Etwas östlich davon steht ein anderer schwacher Nebel (*M* 96), den ebenfalls Méchain entdeckt hat.

3379

α 10h 43m, δ + 13° 6′.

Zwei schwache Nebel, ziemlich groß, gegen die Mitte hin beträchtlich heller. Der vorangehende ist der glänzendste, mit sternartigem Kerne. Im ganzen stehen hier fünf Nebel nahe bei einander.

3521

α 11h 1m, δ + 0° 30′.

Von W. Herschel 1784 Febr. 22. entdeckt, 8′ groß, sehr hell mit heller Mitte.

3593

α 11h 9m, δ + 13° 22′.

Von W. Herschel 1784 April 8. entdeckt und als glänzender Nebel mit hellem Centrum beschrieben. Vogel hat ihn am Leipziger Refraktor gezeichnet.

3599

α 11h 10m, δ + 18° 39′.

Von W. Herschel 1784 März 14. entdeckt und zur Klasse der lichtschwachen Nebel gezählt. D'Arrest vermutete, der Nebel sei veränderlich. Schönfeld fand ihn 1863 glänzend, 1864 schwach.

3655

α 11h 18m, δ + 17° 8′.

Von W. Herschel 1783 Dezember 30. entdeckt. Er bezeichnet ihn als glänzenden Nebel, ziemlich groß, unregelmäßig mit heller Mitte. J. Herschel nennt ihn auflösbar.

3627

α 11h 15m, δ + 13° 32′.

Zwei nicht sehr helle Nebel (*M* 65, 66), gleichzeitig bei schwacher Vergrößerung im Gesichtsfelde mit mehreren Sternen. Der nachfolgende (3627) ist der größere und hellere. Die Nebel sind spindelförmig mit centralem Kern, der von elliptischen Ringen umgeben erscheint. Zwischen beiden Nebeln ging der Komet von 1773 bis 1774 hindurch.

3655

α 11h 18m, δ + 17° 8′.

Von W. Herschel 1783 Dezember 30. entdeckt und als unregelmäßig, hell, gegen die Mitte heller werdend beschrieben. Zu andern Zeiten fand J. Herschel den Nebel schwach, Winnecke hell, letzterer hielt ihn für veränderlich (s. S. 471).

Leo minor. (Der kleine Löwe.)

A. Doppelsterne.

Σ 1369

α 9h 29m, δ + 40° 25′.

Ein weißer Stern 7., mit einem Begleiter 8. Gr. in $d = 24{,}7''$, $p = 147{,}4°$.

40 (β 913)

α 10h 38m, δ + 26° 51′.

Ein Stern 6. Gr., mit mehreren Begleitern: *B* 12,5., *C* 14., *D* 13,5. Gr. *B* und *D* wurden von Burnham am 18½-Zoller, *C* von Aitken am 36-Zoller entdeckt.

1899,02	*A B*	$d = 13{,}10''$,	$p = 118{,}1°$
1898,31	*A C*	39,71	77,3
1899,02	*A D*	55,75	275,9

B. Veränderliche Sterne.

R

α 9h 40m, δ + 34° 58′.

Sehr rot. Maximum 6,1. bis 7,8., Minimum 13. Gr. Periode 370,5d. Von Schönfeld 1863 entdeckt. Spektrum mit breiten und tiefen Banden.

C. Nebelflecke.

2683

α 8h 46m, δ + 33° 48′.

Von Herschel 1788 entdeckt; „ein schönes Objekt", 8′ lang, 3′ breit. Ein Stern 8,5. Gr. folgt ihm.

3245

α 10h 22m, δ + 29° 1′.

Von W. Herschel 1785 April 11. entdeckt und als sehr hell bezeichnet; Rosse sah ihn lang und schmal mit hellem Kern, gleich einem Stern 11. Gr.

Lepus. (Der Hase.)

A. Doppelsterne.

β 314

α 4h 55m, δ — 16° 32′.

Dreifach: *A* 6,5., *B* 8,3., *C* 9. Gr.; von Burnham am 6-Zoller entdeckt. See 1898,16: AB $d = 0{,}98''$, $p = 329{,}2°$; Burnham 1899,09: $(AB)C$ $d = 54{,}22''$, $p = 31{,}1°$.

ι (Σ 655)

α 5h 8m, δ — 11° 59′.

Von Herschel 1782 als Doppelstern entdeckt. Der Hauptstern 4,2., grünlich, der Begleiter 10,5. Gr. Struve 1832: $d = 12{,}81''$, $p = 337{,}6°$.

$\varkappa$ (Σ 661)

α 5h 9m, δ — 13° 4′.

Von Struve als doppelt erkannt. Der Hauptstern 5., gelblich, der Begleiter 7,9. Gr., bläulich. Stone 1877: $d = 2{,}5''$, $p = 357{,}6°$.

β (β 320)

α 5h 24m, δ — 20° 51′.

Dreifach: *A* 3., *B* 10,5., *C* 11,5. Gr., *B* von Burnham am 6-Zoller, *C* von J. Herschel entdeckt. Aitken 1898,12: AB $d = 2{,}72''$, $p = 295{,}7°$; Burnham 1898,94; AC $d = 65{,}58''$, $p = 146{,}3°$. Burnham hat noch zwei Sterne 10. Gr. gemessen in $d = 206{,}36''$, $p = 75°$ und in $d = 241{,}53''$, $p = 57{,}6°$.

α

α 5h 28m, δ — 17° 53′.

3,5., mit einem Begleiter 9. Gr. Stone 1877: $d = 35{,}6''$, $p = 156°$.

β 321

α 5h 35m, δ — 17° 54′.

Von J. Herschel als fünffach bezeichnet, doch hat Burnham noch mehrere Begleiter entdeckt und zwei der Herschelschen als doppelt erkannt. *A* 6,8., *B* 7,3., *C* 9., *D* 9,8., *E* 8., *F* 8,5., *G* 10., *H* 13. Gr. See 1898,16: AB $d = 0{,}86''$, $p = 143{,}1°$; CD $d = 1{,}44''$, $p = 358{,}7°$; $(AB)C$ $d = 89{,}29''$, $p = 136{,}6°$. Gledhill 1893,13: $(AB)E$ $d = 76{,}23''$, $p = 6{,}3°$. Dembowski 1876,59: $(AB)F$ $d = 126{,}46''$, $p = 298{,}5°$. Burnham 1878,17: $(AB)G$ $d = 60{,}3''$, $p = 48{,}7°$. See 1898,16: $(AB)H$ $d = 40{,}96''$, $p = 306{,}2°$. Die fünf Hauptsterne der Gruppe sind von J. Herschel beobachtet worden, *A* und *C* wurden von Burnham am 6-Zoller in je zwei Sterne zerlegt. Stellungsänderungen der letzteren sind bis jetzt nicht nachweisbar.

γ

α 5h 40m, δ — 22° 29′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 6,5. Gr., $d = 93{,}7''$, $p = 349{,}6°$. Herschel sah 1781 noch einen schwachen Stern in $d = 135''$.

β 94

α 5h 45m, δ — 14° 30′.

6., mit einem Begleiter 9. Gr., den Burnham am 6-Zoller entdeckte. Cogshall 1898,84: $d = 2{,}56''$, $p = 180{,}1°$. Keine Stellungsänderung des Begleiters bis jetzt erkennbar.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 4h 55m, δ — 14° 57′.

Hinds „crimson star". Von Schmidt 1855 als veränderlich erkannt, aber wegen seiner intensiv blutroten Farbe schwierig

zu beobachten. Die Helligkeit schwankt zwischen 6. bis 7. und 8,5. Gr. Periode 436,1d. Interessantes Spektrum.

C. Nebelflecke und Sternhaufen.

1904 (*M* 79)
α 5h 20m, δ — 24° 37′.

Von Méchain 1780 Okt. 26. entdeckt. Von Messier als Nebel ohne Sterne beschrieben, mit glänzendem Mittelpunkte. Herschel konnte im 10füßigen Reflektor und bei 300maliger Vergrößerung die Sterne nur schwer sehen; der 20füßige Reflektor zeigte einen kugelförmigen Haufen, die Sterne in der Mitte äußerst zusammengedrängt. Durchmesser 3′. Das Ganze nach Holetschek einem Stern 8. Gr. an Helligkeit vergleichbar.

418[1]
α 5h 22,9m, δ — 12° 46′.

Ein Stern 9,2. Gr., der nach der photographischen Aufnahme auf der Harvard-Sternwarte das Spektrum eines planetarischen Nebels zeigt.

Libra. (Die Wage.)

A. Doppelsterne.

μ (β 106)
α 14h 44m, δ — 13° 44′.

Ein vielfacher Stern, dessen Begleiter Burnham auffand: *A* 5., *B* 6., *C* 14,5., *D* 13,9., *E* 12,8. Gr. Aitken:

1898,55	*AB*	d = 1,59″,	p = 339,6°
1898,52	*AC*	17,98	281,6
1898,52	*AD*	26,20	184,8
1898,51	*AE*	27,46	232,8

Die entfernteren Begleiter sind wahrscheinlich nicht mit dem Hauptstern und seinem nahen Begleiter verbunden.

α (Σ^1 1661)
α 14h 45m, δ — 15° 35′.

Zwei Sterne, von denen der hellere 3., der andere 5,6. Gr. ist, beide 230,8″ voneinander entfernt, aber doch mit unbewaffnetem Auge nicht mehr getrennt zu sehen. South 1823: p = 314,55°. Der hellere Stern ist von blaßgelblicher Farbe, der andere grauweiß.

h 457
α 14h 52m, δ — 20° 56′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 7,5. Gr. in d = 15,1″, p = 289,6°. Außer diesem hat Burnham noch vier außerordentlich lichtschwache Begleiter gesehen.

β 1085
α 14h 54m, δ — 4° 35′.

6., mit einem Begleiter 13,1. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte. 1899,21: d = 9,30″, p = 20,7°. Ein physisches System.

ι (β 618)
α 15h 7m, δ — 19° 25′.

Der Hauptstern ist nach Heis 4. bis 5. Gr.; in seiner Nähe fand W. Herschel am 24. Mai 1781 einen Begleiter 9,5. Gr. Burnham giebt für dessen Position 1899: d = 57,48″, p = 111,0°. Er fand 1879 am 18½-Zoller, daß der Begleiter wiederum doppelt ist und aus zwei Sternen 10. Gr. besteht; 1899,30: d = 1,70″, p = 17,4°.

Σ 1962
α 15h 33m, δ — 8° 28′.

Ein hübscher Doppelstern 6,3. und 6,4. Gr., den Herschel 1785 zuerst beobachtete. Distanz und Positionswinkel zeigen keine Veränderung. Dembowski 1858: d = 11,871″, p = 188,50°.

B. Veränderliche Sterne.

δ
α 14h 56m, δ — 8° 7′.

Von Schmidt 1859 als veränderlich erkannt, gelblichweiß und dem Typus von Algol angehörig.

S
α 15h 16m, δ — 20° 2′.

Von Borelly 1782 entdeckt. Maximum 7,6. bis 8,3., Minimum unter 13. Gr. Periode 192,1d. Schönes Bandenspektrum.

C. Sternhaufen.

5897
α 15h 12m, δ — 20° 39′.

Ein schöner kugelförmiger Stern-

haufen, von W. Herschel 1785 März 10. entdeckt. Er beschreibt ihn als groß, sehr gedrängt voll kleiner Sternchen der verschiedensten Größen.

5904 (*M* 5)
α 15h 14m, δ + 2° 27′.

Von Messier 1764 Mai 23. entdeckt und als schöner runder Nebel von 3′ Durchmesser beschrieben, den man bei heiterem Himmel mit einem gewöhnlichen Fernrohre von 1′ Brennweite sehr gut sehen könne. Im Sucher erscheint der Nebel als dunstiger Stern. An mäßigen Ferngläsern erkennt man bei schwacher Vergrößerung in den Randgegenden des Nebels feine Sternchen. Herschels 7füßiges Teleskop löste ihn in Sterne auf, die aber so gedrängt standen, daß nur einige sicher erkannt werden konnten; im 10füßigen Reflektor war er bei 600maliger Vergrößerung deutlich in Sterne zerlegt. Das 40füßige Teleskop zeigte einen prachtvollen Sternhaufen, und die Sterne um die Mitte außerordentlich zusammengedrängt. Rosse erkannte noch einige äußere Zweige und giebt den Durchmesser zu 7 bis 8′ an.

Lynx. (Der Luchs.)

A. Doppelsterne.

4 (Σ 881)
α 6h 13m, δ + 59° 25′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 7. Gr., der jedoch, weil äußerst nahestehend, nur von großen Instrumenten dargestellt werden kann. O. Struve 1847: $d = 0{,}87''$, $p = 95{,}6°$.

5 (Σ 894)
α 6h 18m, δ + 58° 29′.

Dreifach. Der Hauptstern ist 6., der nähere Begleiter 10,5., der entferntere 8. Gr. Burnham fand 1879:

AB	$d = 30{,}3''$,	$p = 139{,}1°$
AC	95,9	272,5

12 (Σ 948)
α 6h 37m, δ + 59° 33′.

Ein schönes dreifaches System, von W. Herschel 1780 als solches entdeckt. A 5,2., B 6,1., C 7,4. Gr. Der hellere Satellit erscheint grünlichweiß, der andere bläulich in hübschem Farbenkontrast. Gledhill 1874,13:

AB	$d = 1{,}41''$,	$p = 134{,}0°$
AC	8,7	306,4

14 (Σ 963)
α 6h 44m, δ + 59° 34′.

Von Piazzi zuerst als Doppelstern erwähnt. Struve 1830,88: $d = 0{,}89''$, $p = 51{,}5°$. Vielleicht nimmt die Distanz ab, denn Dembowski fand 1863: $d = 0{,}7''$, $p = 59{,}53°$. Der Hauptstern ist 5,9., der Begleiter 7,1. Gr., jener goldfarbig, dieser purpurrot. In einem lichtstarken großen Refraktor stellen sich die Farben recht entschieden dar.

19 (Σ 1069)
α 7h 15m, δ + 55° 28′.

Der Hauptstern ist 5,3., der schon von W. Herschel 1782 beobachtete Begleiter 6,6. Gr. Eine Stellungsänderung ist nicht nachweisbar: $d = 14{,}3''$, $p = 312{,}5°$. Ein Stern 8. Gr. steht nach Smyth in $d = 215''$, $p = 358°$.

β 758
α 7h 22m, δ + 48° 24′.

6,2., mit einem Begleiter 10,2. Gr., den Burnham am 6-Zoller entdeckte. 1898,79: $d = 16{,}58''$, $p = 91{,}4°$.

38 (Σ 1334)
α 9h 13m, δ + 37° 14′.

Hauptstern (nach Struve) 4., Begleiter 6,7. Gr. und blau. 1829: $d = 2{,}70''$, $p = 240{,}2°$. Herschel hat diesen Doppelstern 1790 entdeckt. Jedrzejewicz 1880,27: $d = 2{,}95''$, $p = 237{,}9°$.

39 (Σ 1340)
α 9h 16m, δ + 50° 57′.

Der Hauptstern ist 6,5., der Begleiter 8,5. Gr., letzterer wurde schon von W. Herschel 1782 gesehen: $d = 6{,}1''$, $p = 319{,}4°$. Eine Änderung hat seit Herschel nicht stattgefunden.

41

α 9^h 22^m, δ + 46^0 2′.

Der Hauptstern 5,6., der Begleiter 7,8. Gr. Burnham giebt für 1880: $d = 81{,}6''$, $p = 161{,}8^0$. Dembowski meinte 1876 den Hauptstern länglich zu sehen.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 6^h 53^m, δ + 55^0 28′.

Rötlich. Im Maximum 7,8. bis 8., im Minimum unter 13. Gr. Periode 380^d. Von Krüger 1870 bis 1874 entdeckt.

Lyra. (Die Leier.)

A. Doppelsterne.

β 1253

α 18^h 30^m, δ + 30^0 29′.

Der Hauptstern ist 6,5. und besitzt einen von Burnham am 36-Zoller entdeckten Begleiter 13,5. Gr. Aitken 1898,7: $d = 7{,}31''$, $p = 157{,}1^0$.

α (Wega) (Σ^1 2123)

α 18^h 34^m, δ + 38^0 41′.

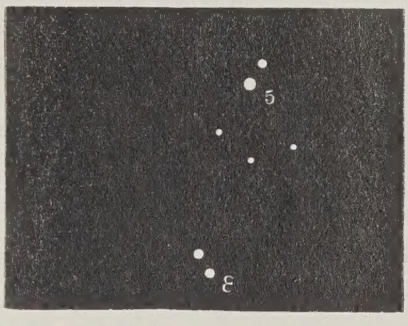
Nach Sirius der glänzendste Fixstern an unserem Himmel, von bläulichweißer Farbe. In der Nähe stehen mehrere schwache Sterne, die jedoch nur optisch zu Wega gehören. Einer derselben ist 10,5. Gr. und steht in $d = 48''$, $p = 156^0$. Ein anderer in $150''$ und $39{,}8^0$ ist nach Herschel 11. Gr., ich finde ihn höchstens 9. Gr. Winnecke und Burnham haben noch einen sehr schwachen Begleiter (13. Gr.) in $d = 52''$, $p = 292^0$ beobachtet. Die weitere Umgebung der Wega ist sehr reich an Sternen und in einem lichtvollen Fernrohre hat man ein prächtiges Bild. W. Herschel bemerkt, daß er einst an seinem 20füßigen Reflektor gleichzeitig mit Wega 130 Sterne im Gesichtsfelde hatte.

ε und 5 (Σ 2382, 2383)

α 18^h 41^m, δ + 39^0 34′.

Ein doppelter Doppelstern (Fig. 106). Menschen von ausnahmsweise scharfer Sehkraft können bei guter Luft ε und 5 bisweilen deutlich erblicken, gute Augen sehen sie unter gleichen Umständen wenigstens länglich. 1862 war nach Auwers $d = 208''$. Beide Doppelsterne bilden zusammen ein System höherer Ordnung. Chr. Mayer erkannte zuerst, daß sowohl ε als 5 jeder ein Doppelstern ist. Ein guter Refraktor von 33‴ Öffnung stellt an stärkerer Vergrößerung beide Doppelsternpaare als solche dar. Mit einem $3\frac{1}{2}$zölligen Refraktor sah ich 1880 an 60facher Vergrößerung ε getrennt, 5 länglich und momentan auch getrennt. ε ist 4,6. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 6,3. Gr. und bläulichweiß. 5 4,9., sein Begleiter 5,2. Gr. und beide sind weiß.

Fig. 106.



Struve glaubt, daß der südlichere dieses Paares seine Helligkeit gelegentlich ändere. Meist erschien er eine halbe Größenklasse schwächer als der Hauptstern, einmal auch etwas heller.

		ε	
Auwers	1861	$d = 3{,}30''$,	$p = 19{,}6^0$
		5	
	1862	2,69	143,6
		ε	
Doberck	1878	3,09″	16,5°
		5	
	1878	2,33	139,5

Bei beiden Doppelsternen nimmt die Distanz der Begleiter ab. Zwischen ε und 5 stehen drei lichtschwache Sternchen, von denen das hellste 9,5. Gr. ist, die anderen dagegen schwächer (13. und 15. Gr. nach Herschel) sind. South vermochte die beiden schwächeren 1823 nur am 20 füßigen Reflektor J. Herschels zu sehen und schätzte sie unter 15. Gr. In einem 5zölligen Refraktor

sah ich bisweilen diese beiden schwachen Sternchen aufglimmen.

ζ (β 968)

α 18h 41m, δ + 37° 30′.

Von Flamsteed zuerst doppelt gesehen. Burnham fand noch drei schwache Begleiter; A 4,2., B 15,7., C 13,2., D 5,5., E 11,4. Gr. Die kleinen Sterne C und E wurden am 18½-Zoller, B am 36-Zoller entdeckt.

Aitken:

1898,63	AB	d = 27,04″,	p = 50,7°
1898,63	AC	45,54	273,1

Burnham:

1898,43	AD	43,73	149,3
1898,63	AE	61,79	302,8

A und D sind Struves Σ 38 App. 1.

ν^1 (Σ^1 2174)

α 18h 46m, δ + 32° 41′.

Ein Stern 5. Gr., mit drei Begleitern: B 13., C 11., D 15. Gr. Burnham giebt dafür 1879 folgende Positionen:

AB	d = 36,0″,	p = 70,8°
AC	58,5	122,4
AD	17,5	212,3

Den Begleiter B hat W. Herschel 1781 schon beobachtet, er hat seitdem seine Stellung nicht geändert.

β (β 293)

α 18h 46m, δ + 33° 15′.

Der bekannte Veränderliche, nach Burnham mit fünf Begleitern: A veränderlich, B 6,7., C 13., D 14., E 9,2., F 9. Gr. A und B bilden den Doppelstern Σ 39 App. 1. C wurde von Burnham am 26-Zoller, D von Aitken am 36-Zoller entdeckt.

Gledhill:

1895,08	AB	d = 45,70″,	p = 149,0°

Aitken:

1895,08	AC	47,13	247,6
1895,08	AD	64,26	68,3
1895,08	AE	67,22	317,8
1895,08	AF	86,28	19,0

91 (Σ^1 2187)

α 18h 51m, δ + 33° 50′.

5,6., mit einem Begleiter 6,5. Gr. Dembowski 1879,50: d = 45,4″, p = 350,6°. Burnham sah noch einen Stern 10. Gr. 1879,50: d = 1,7″, p = 125,7°.

β 648

α 18h 53m, δ + 32° 47′.

6., mit einem von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 9,5. Gr. Damals war der Begleiter ein schwieriges Objekt, seitdem hat seine Distanz erheblich zugenommen und erfordert geringere optische Mittel. 1899,34: d = 1,26″, p = 223,3°. Der Begleiter zeigt rasche Bewegung, doch ist es noch nicht möglich, über die scheinbare Bahn etwas Sicheres zu sagen.

17 (Σ 2461)

α 19h 4m, δ + 32° 20′.

Der gelbliche Hauptstern ist 5,7., der bläuliche Begleiter 9,8. Gr., und letzterer steht in d = 3,72″, p = 330,6° (1830). Keine Stellungsveränderung bis heute.

η (Σ 2487)

α 19h 10m, δ + 38° 58′.

Schon von Chr. Mayer als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 4. Gr. und blau, der Begleiter 8,1. Gr. und aschgrau. Dembowski 1858: d = 28,22″, p = 84,2°. Eine Änderung der Stellung ist nicht nachweisbar.

ϑ

α 19h 13m, δ + 37° 57′.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Nach South ist der Hauptstern 4. Gr. und weiß, der Begleiter 11. Gr. und blau. 1823: d = 101,7″, p = 73°.

B. Veränderliche Sterne.

T

α 18h 29m, δ + 36° 55′.

Maximum 7,2., Minimum 7,8. Gr. Periode unbekannt. Intensiv rot. Bandenspektrum.

β

α 18h 46m, δ + 33° 15′.

Der bekannte Veränderliche (s. S. 375, 436).

R

α 18h 52m, δ + 43° 49′.

Rötlich. Maximum 4., Minimum 4,7. Gr. Periode 46,4d. Von Baxendell 1856 entdeckt. Prächtiges Spektrum der Klasse III_3 (Dunér).

C. Nebelflecke.

6720

α 18h 50m, δ + 32° 54′.

Der berühmte Ringnebel und der einzige, der für kleinere Teleskope erreichbar ist (vergl. S. 465).

6779 (*M* 56)

α 19h 13m, δ + 30° 0′.

Von Messier 1779 als Nebel ohne Sterne und von geringem Licht gesehen. Nahe bei ihm steht ein Stern 10. Gr. Herschels 10füßiges Teleskop löste ihn mit 120facher Vergrößerung nicht auf; mit 350facher Vergrößerung waren Sterne sichtbar. Im 20füßigen Teleskope sah ihn Herschel als kugeligen Haufen sehr zusammengedrängter kleiner Sterne, 4 bis 5′ im Durchmesser. Die Sterne sind 10. bis 12. Gr.

Monoceros. (Das Einhorn.)

A. Doppelsterne.

3 (β 16)

α 5h 57m, δ — 10° 36′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 10. Gr., den Burnham am 6-Zoller entdeckte. 1898,88: $d = 1{,}68''$, $p = 356{,}1°$. Der Stern steht in einem feinen Nebel (N. G. K. 2142).

4 (β 17)

α 6h 4m, δ — 11° 7′.

Ein Stern 6. Gr., mit zwei lichtschwachen Begleitern: *B* 10,5., *C* 10,8. Gr. Aitken 1898,17:

AB	$d = 3{,}07''$,	$p = 1781{,}4°$
AC	9,32	2491

Den Begleiter *B* entdeckte Burnham am 6-Zoller, *C* wurde zuerst 1872 von Knott gesehen.

β 566

α 6h 10m, δ — 4° 32′.

Ein Stern 6,5., mit einem von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 12,5. Gr. 1892,07: $d = 1{,}87''$, $p = 209{,}9°$.

β 567

α 6h 11m, δ — 4° 53′.

6,5., mit einem Begleiter 10,2. Gr., von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckt. 1898,86: $d = 4{,}21''$, $p = 245{,}2°$.

8 (Σ 900)

α 6h 19m, δ + 4° 39′.

Schon von Bradley gesehen. Der Hauptstern ist 4. Gr. und gelblich, der Begleiter 6,7. Gr. und bläulich. Dembowski 1858: $d = 13{,}63''$, $p = 26{,}7°$. Eine Positionsveränderung des Begleiters ist nicht zu erkennen.

11 (β 570)

α 6h 24m, δ — 6° 58′.

Ein vierfacher Stern: *A* 5,5., *B* 5,7., *C* 6,1., *D* 13. Gr. Die drei helleren Sterne wurden schon von W. Herschel beobachtet, den lichtschwachen Begleiter entdeckte Burnham 1878 am 18½-Zoller. *AB* = Σ 919.

1898,96	*AB*	$d = 7{,}44''$,	$p = 133{,}4°$
1898,96	*BC*	2,95	108,4
1898,90	*AD*	25,63	55,2

15 (Σ 950)

α 6h 35m, δ + 9° 59′.

Ein dreifacher Stern in reicher Umgebung: *A* 6., *B* 9., *C* 10. Gr. Dembowski 1868,74:

AB	$d = 3{,}02''$,	$p = 211{,}0°$
AC	16,2	13,9

Der Hauptstern ist veränderlich (*S* Monocerotis). In $d = 75''$, $p = 139°$ sah Dembowski noch einen Begleiter, der doppelt ist. 1865,9: $d = 3{,}8''$, $p = 47°$.

β 897

α 6h 46m, δ — 0° 24′.

6., mit einem Begleiter 12,5. Gr., letzterer von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckt. 1898,84: $d = 5{,}74''$, $p = 31{,}8°$.

24 (β 1268)

α 7h 10m, δ + 0° 4′.

6. Gr. O. Struve glaubte den Stern länglich zu sehen, Mädler 1843 fand $d = 0{,}5''$, Dembowski vermutete auch, daß der Stern länglich erscheine. Burnham vermutete 1873 gleiches, 1892 aber war er völlig rund, bei allen Vergrößerungen des 36-Zollers. Bei dieser Gelegenheit sah er einen sehr schwachen Begleiter 12. Gr. Hussey 1899,11: $d = 3{,}85''$, $p = 309{,}9°$.

β 332

α 7h 23m, δ — 11° 21′.

Ein Stern 6,5., mit einem Begleiter 8,7. Gr. bildet W. Struves Doppelstern Σ 1097. Burnham hat am 6-Zoller

1875 den Hauptstern zerlegt und mehrere andere schwache Begleiter gemessen. *A* 6,8., *B* 8,1., *C* 9., *D* 11., *E* 12. Gr.

1892,04	*A B*	$d = 0{,}85''$,	$p = 168{,}7^0$
1899,05	(*A B*) *C*	19,84	313,4
1899,05	(*A B*) *D*	23,08	156,8
1899,05	(*A B*) *E*	32,28	43,0

Σ 1183

α 8^h 2^m, δ $-$ 8^0 58′.

Von Struve als doppelt entdeckt. Der Hauptstern ist 5,5. Gr. und gelblichweiß, der Begleiter 7,8. Gr. und weiß. Die Messungen deuten keine Stellungsveränderung des Begleiters mit Sicherheit. Engelmann 1863,20: $d = 30{,}90''$, $p = 327{,}1^0$.

29 (Σ 1190)

α 8^h 4^m, δ $-$ 2^0 42′.

Ein Stern 5. Gr., mit drei schwachen Begleitern, von denen die beiden innersten zuerst von W. Herschel beobachtet wurden. Positionsveränderungen sind bis heute nicht wahrgenommen. Den innersten Begleiter schätzte Struve 11,7. Gr. Jedrzejewicz 1877: $d = 31{,}6''$, $p = 104{,}5^0$. Der zweite, bläuliche Begleiter hat nach Struve folgende Stellung gegen den Hauptstern: 1831,24 $d = 67{,}06''$, $p = 244{,}4^0$. Diese Stellung hat sich bis heute nicht geändert. South sah 1821 noch einen dritten kleinen Stern in $d = 200''$, $p = 240^0$.

B. Veränderliche Sterne.

B. D. $-$ 9° 1601

α 6^h 37^m, δ $-$ 9^0 4′.

5,9. Gr. (Nr. 79b Schjellerups). Nach Santini rot. Copeland findet ihn tief gelb, Pritchard ohne hervortretende Färbung.

S

α 6^h 35^m, δ $+$ 9^0 59′.

Von Winnecke 1867 als veränderlich erkannt, im Maximum 4,9., im Minimum 5,4. Gr. Periode unbekannt.

U

α 7^h 26^m, δ $-$ 9^0 34′.

Rötlich. Maximum 5,9. bis 7,3., Minimum 6,6. bis 8. Gr. Periode $46{,}1^d$. Von Gould 1873 entdeckt.

C. Sternhaufen.

2182

α 6^h 5^m, δ $-$ 6^0 19′.

Von W. Herschel als großer Nebel bezeichnet, der einen weiten Doppelstern umgiebt. Am Lick-Refraktor sah Burnham den Hauptstern central in einem feinen Nebel, ähnlich einem planetarischen Nebel. Dieser Hauptstern selbst erschien als Doppelstern 8,6. bis 8,8. Gr. von nur 0,48″ Distanz.

2232

α 6^h 23^m, δ $-$ 4^0 42′.

Dem unbewaffneten Auge als einzelner Stern (5. Gr.) erscheinend. Eine hübsche Sterngruppe mit einem hellen Stern 5,5. Gr.

2244

α 6^h 27^m, δ $+$ 4^0 56′.

Von W. Herschel 1784 Januar 24. entdeckt. Ein schöner, ziemlich stark gedrängter Sternhaufen, dem bloßen Auge sternartig sichtbar. In ihm steht der gelbliche Stern 6. Gr. 12 Monocer., außerdem mehrere Sterne 7. und 8. Gr., sowie kleinere, letztere in Reihen geordnet.

2301

α 6^h 47^m, δ $+$ 0^0 35′.

Sehr schöner Sternhaufen, über 20′ Durchmesser, besteht aus zahlreichen kleinen Sternen. Nahe dem Mittelpunkte steht ein dreifacher Stern 8. und 9. Gr. Von W. Herschel 1786 Dezember 27. entdeckt.

2323 (*M* 50)

α 6^h 58^m, δ $-$ 8^0 12′.

Prachtvoller Sternhaufen, von Messier 1772 aufgefunden. Die Sterne stehen ziemlich zerstreut und das Ganze hat fast $\frac{1}{2}^0$ Durchmesser. Mit einem Achromaten von $3\frac{1}{2}''$ Öffnung gut zu sehen.

2548

α 8^h 9^m, δ $-$ 5^0 30′.

Große Gruppe zahlreicher Sterne 9. bis 12. Gr.; im mittleren Teile steht ein hübscher Doppelstern. Über 100 Sterne sind deutlich sichtbar, darunter erscheinen auf dem Himmelsgrunde zahllose Sternpünktchen. Das Ganze hat 15′ Durchmesser und verliert sich nach außen unregelmäßig. Von Caroline Herschel 1783 entdeckt.

Ophiuchus. (Der Schlangenträger.)

A. Doppelsterne.

ϱ

α 16h 20m, δ — 23° 13′.

Von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern 5. Gr. ist nach Jacob veränderlich; den Begleiter fand South 8. Gr. Stone 1879,36: $d = 3{,}7''$, $p = 357{,}4°$. Jacob hat 1846 in der Nähe noch zwei Sterne 6. Gr. gemessen, und zwar:

A: $d = 152''$, $p = 1{,}0°$
B 161 253,8

Σ 2048

α 16h 23m, δ — 7° 54′.

Der Hauptstern ist 6,3. Gr. und gelblich, der Begleiter 9. Gr. Struve 1831,48: $d = 4{,}68''$, $p = 302{,}7°$. Die Stellung des Begleiters scheint sich seitdem nicht wesentlich geändert zu haben. Nach Smyth steht nördlich voraufgehend ein orangefarbener Stern.

φ (β 626)

α 16h 25m, δ — 16° 24′.

4., mit einem Begleiter 13. Gr., den Burnham am 18½-Zoller entdeckte. Aitken 1898,41: $d = 33{,}38''$, $p = 36{,}7°$.

λ (Σ 2055)

α 16h 26m, δ + 2° 12′.

Ein schöner, von W. Herschel 1783 entdeckter Doppelstern. Nach Struve ist der gelbe Hauptstern 4., der blaue Begleiter 6. Gr. Als 1825 Struve seine Messungen dieses Doppelsterns begann, war die Distanz des Begleiters sehr klein (0,8″), seitdem hat sie fortwährend zugenommen. Burnham 1880,46: $d = 1{,}45''$, $p = 37{,}7°$.

19 (Σ 2096)

α 16h 42m, δ + 2° 14′.

Von Herschel 1783 entdeckt. Der weiße Hauptstern ist 6., der graue Begleiter 9,3. Gr. Struve 1832,14: $d = 22{,}25''$, $p = 92{,}83°$.

21 (Σ¹ 1877)

α 16h 46m, δ + 1° 23′.

Ein schwieriger Doppelstern 6. Gr., den Struve 1842 nur zweifelhaft zu trennen vermochte. Seitdem scheint die Distanz des Begleiters größer geworden zu sein. Ein leicht trennbarer Doppelstern 8. Gr. (Σ 2105) ist mit ihm im Gesichtsfelde.

24 (β 1117)

α 16h 51m, δ — 22° 59′.

6. Gr., wie zuerst Hough gefunden, aus zwei gleich hellen Sternen bestehend. Burnham entdeckte die Duplicität 1889 am 12-Zoller von Mt. Hamilton. Aitken 1897,47: $d = 0{,}62''$, $p = 267{,}2$.

η (β 1118)

α 17h 5m, δ — 15° 36′.

Ein sehr enger Doppelstern 3,5. und 4. Gr., den Burnham als solchen am 36-Zoller 1889 entdeckte. Aitken 1899,37: $d = 0{,}47''$, $p = 253{,}8°$. Burnham hat noch zwei entferntere schwache Sterne C 13., D 11,5. Gr. gemessen:

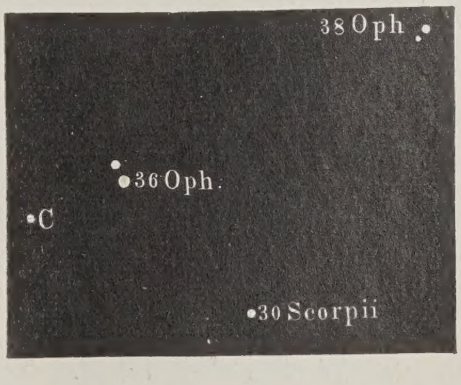
1898,56 $(AB)C$ $d = 93{,}41''$, $p = 182{,}5°$
1898,56 $(AB)D$ 99,78 288,6

36

α 17h 9m, δ — 26° 27′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 6. Gr. 1846: $d = 4{,}66''$, $p = 216{,}2°$. Die Farbe des hellern Sterns ist goldgelb. Bei schwacher Vergrößerung ist 30 Scorpii mit im Gesichtsfelde. Die Distanz des letzteren von 36 Ophiuchi beträgt nach Souths Messungen (1825) 725,1″, $p = 75{,}55°$. Trotz dieser beträchtlichen Entfernung sind beide Sterne physisch mit-

Fig. 107.



einander verbunden. Ein dritter Stern 7. Gr., C, steht nach South von A in $d = 195{,}3''$, $p = 286°$. Burnham 1879,94: $d = 198{,}0''$, $p = 305{,}9°$.

β 282

α 17h 10m, δ — 14° 29′.

6,3., mit einem Begleiter 11,3. Gr., den Burnham 1875 am 18½-Zoller entdeckte. 1896,57: $d = 4{,}28''$, $p = 153{,}7°$.

39

α 17h 12m, δ — 24° 11′.

Von Chr. Mayer entdeckt. Der Hauptstern ist (nach Heis) 6., der Begleiter 7. bis 8. Gr. Stone 1879,33: $d = 10{,}7''$, $p = 354{,}9°$. Seit W. Herschels Zeit hat sich die Stellung des Begleiters nicht geändert.

β 126

α 17h 14m, δ — 17° 39′.

Dreifach. A 6,2., B 8,5., C 12. Gr., von Burnham entdeckt: B am 6-Zoller, C am 18½-Zoller. Scott 1897,45: AB $d = 1{,}66''$, $p = 262{,}4°$; Burnham 1892,37: AC $d = 11{,}59''$, $p = 138{,}9°$. In der Nähe erschien der neue Stern von 1604.

Σ 2173

α 17h 25m, δ — 0° 59′.

Ein goldfarbiger Doppelstern 5,8. und 6,1. Gr. Struve sah ihn 1829 getrennt, 1836 und 1837 nur einfach; 1840 war er bereits wieder getrennt. Dembowski fand ihn 1856 in einem 5zölligen Refraktor deutlich doppelt. Schiaparelli schätzte 1882 $d = \frac{1}{3}''$ und fand $p = 109{,}9°$; nach Hall war 1891 die Distanz wieder auf 1″ gestiegen und $p = 160{,}1°$.

54 (Σ 2184)

α 17h 30m, δ + 13° 14′.

Dieser gelbliche Stern 6,3. Gr., der Begleiter 11. Gr. Struve 1830,19: $d = 21{,}4''$, $p = 76{,}7°$.

53 (Σ^1 1959)

α 17h 30m, δ + 9° 40′.

Von W. Herschel 1781 als Doppelstern erkannt, 5,6. und 7,3. Gr., beide Sterne weiß. Distanz und Positionswinkel scheinen sich nicht zu verändern. Jedrzejewicz 1877,04: $d = 41{,}2''$, $d = 191{,}6°$.

β 1251

α 17h 38m, δ + 16° 0′.

6., mit einem Begleiter 9. Gr., von Burnham 1884 am 18½-Zoller entdeckt. Ein physisches System. Brown 1898,67: $d = 1{,}41''$, $p = 69{,}1°$.

61 (Σ 2202)

α 17h 40m, δ + 2° 22′.

Von Chr. Mayer entdeckt. Der Hauptstern 5,5., der Begleiter 5,8. Gr., beide weiß. Keine Stellungsveränderung ist mit Sicherheit nachzuweisen. Jedrzejewicz 1877,15: $d = 20{,}2''$, $p = 93{,}5°$. Vielleicht ist einer der beiden Sterne in geringem Grade veränderlich.

67 (β 1124)

α 17h 56m, δ + 2° 56′.

Ein vielfacher Stern: A 5., B 14,8., C 8,3., D 11,5., E 12. Gr. C wurde 1823 von J. Herschel und South beobachtet, B von Burnham am 36-Zoller, D und E am 18½-Zoller entdeckt.

1898,54	AB	$d = 6{,}72''$,	$p = 195{,}8°$
1898,54	CD	8,16	128,7
1889,40	AC	54,54	143,6
1898,54	AE	45,66	178,0

68 (β 1125)

α 17h 57m, δ + 1° 19′.

5., mit einem von Burnham am 36-Zoller entdeckten Begleiter 9. Gr. 1898,53: $d = 1{,}02''$, $p = 16{,}6°$. Schiaparelli findet den Hauptstern wiederum doppelt: 1892,66: $d = 0{,}3''$, $p = 320\,0°$. Von anderer Seite ist dies noch nicht bestätigt worden, andernfalls würde der Stern von höchstem Interesse sein.

τ (Σ 2262)

α 17h 58m, δ — 8° 11′.

Dieser Stern 5. Gr. hat in 82″ und 115° einen bläulichen Begleiter 9. Gr. Nach Burnhams genauen Messungen (1879) steht dieser Begleiter in $d = 100{,}5''$, $p = 126{,}8°$. Herschel fand 1782, daß der Centralstern selbst doppelt ist, und bemerkte, daß bei diesem Sterne die beiden Komponenten unter allen von ihm beobachteten Doppelsternen einander am nächsten ständen. Bei 460facher Vergrößerung sah er den Stern nur etwas länglich und erkannte die Trennung erst an 932maliger Vergrößerung. 1825 zeigte auch der Dorpater Refraktor nur einen runden Stern, 1827 eine längliche Gestalt. Erst 1835 gelang Struve die Trennung. Seitdem hat die Distanz beider Sterne zugenommen. Der Hauptstern ist 5., der Begleiter 6. Gr. und beide sind gelblich. Stone 1879,41: AB $d = 1{,}78''$, $p = 250{,}1°$. Die Bahn dieses Begleiters ist noch außerordentlich unsicher.

70 (2272)
α 18h 0m, δ + 2° 33′.

Schon von Christian Mayer als doppelt erkannt. Der Hauptstern 4. Gr. und gelb, der Begleiter 6. Gr. und purpurrot. Herschels erste Beobachtungen dieses Doppelsterns gehen bis 1779 zurück, seitdem hat der Begleiter einen ganzen Umlauf vollendet. Schiaparelli 1882,6: $d = 2{,}34''$, $p = 51{,}8°$.

72
α 18h 3m, δ + 9° 33′.

Der Hauptstern ist nach Heis 3,4. Gr. O. Struve sah in $d = 1{,}2''$ einen Begleiter 8. Gr., der später nicht wiedergesehen worden ist.

73 (Σ 2281)
α 18h 5m, δ + 3° 58′.

Der Hauptstern 5,7., der Begleiter 7,2. Gr., beide weiß. Doberck 1876: $d = 1{,}03''$, $p = 250{,}0°$.

β 637
α 18h 5m, δ + 3° 7′.

6,4., mit einem Begleiter 13,2. Gr., von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt. 1898,51: $d = 7{,}01''$, $p = 194{,}4°$.

B. Veränderliche Sterne.

V
α 16h 21m, δ — 12° 12′.

Rot. Maximum 7. bis 7,5., Minimum 9,6. bis 10,5. Gr. Periode 302,5d. Von Dunér 1881 entdeckt.

Nova 1848
α 16h 54m, δ — 12° 44′.

Von Hind 1848 April 27. als Stern 4,5. Gr. und von gelblichroter Farbe entdeckt. Hind ist überzeugt, daß noch am 3. oder 5. April an dem Orte kein Objekt heller als 9,5. Gr. vorhanden war. Der Stern behielt seine Helligkeit bis zum 10. Mai, nahm aber dann ab und war 1850 bereits unter 10. Gr. und gegenwärtig 12,5. Gr.

R
α 17h 2m, δ — 15° 58′.

Schwach rot; von Pogson 1853 entdeckt, Maximum 7. bis 8., Minimum unter 12. Gr. Periode etwa 302,7d.

U
α 17h 11m, δ + 1° 19′.

Von Gould 1871 als veränderlich und von Sawyer 1881 als zum Algoltypus gehörig erkannt.

Z
α 17h 14m, δ + 1° 37′.

Rötlich. Maximum 7,5. bis 8,2., Minimum 11,8 bis 12,5. Gr. Periode 348d. Auf dem Harvard-Observatorium 1893 entdeckt.

Y
α 17h 47m, δ — 6° 7′.

Maximum 6,2., Minimum 7. Gr. Periode 17,1207d. Von Sawyer 1888 entdeckt.

X
α 18h 34m, δ + 8° 44′.

Rot. Maximum 6,8. bis 7. Gr., Minimum 9. Gr. Periode 335d. Von Espin 1886 entdeckt.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

6171
α 16h 27m, δ — 12° 50′.

Ein schöner, gedrängter Haufen von kleinen Sternen, 5′ bis 6′ im Durchmesser; mehrere kleinere Sterne umgeben ihn. Von W. Herschel 1793 Mai 12. entdeckt.

6218 (*M* 12)
α 16h 42m, δ — 1° 46′.

Von Messier 1769 entdeckt und als runder, lichtschwacher Nebel von 3′ Durchmesser beschrieben, bei dem ein Stern 9. Gr. sei. Herschel fand in einem 4zölligen Reflektor bei 120facher Vergrößerung den Nebel leicht auflöslich; mit 5zölligem Spiegel wurden die Sterne sichtbar; an einem 5zölligen Refraktor bei schwacher Vergrößerung sieht man viele derselben. Im 20füßigen Teleskop zeigte sich das Objekt als glänzender Haufen von 7′ bis 8′ Durchmesser. Messier sah nur den gedrängtesten Teil als Nebel. Rosse erkennt Tendenz zu spiraliger Anordnung. Die Sterne sind 10. Gr.

6254 (*M* 10)
α 16h 52m, δ — 3° 57′.

Etwas nördlich von dem Sterne (5. Gr.) 30 Ophiuchi. Messier beschreibt dieses Objekt als schönen, runden, schwer sichtbaren, sternlosen Nebel von 4′ Durchmesser. Im 20füßigen Teleskop erschien er W. Herschel als schöner Haufen außerordentlich zusammengedrängter Sterne

11. bis 15. Gr. Der dichteste Teil hat 3′ bis 4′ Durchmesser. Eine hübsche Gruppe folgt ihm. Rosse sieht gekrümmte Ausläufer. Das Ganze hat 10′ Durchmesser.

6273 (*M* 19)
α 16h 56m, δ — 26° 7′.

Messier beschreibt dieses Objekt als sternlosen Nebel, der mit einem gewöhnlichen (nicht achromatischen) Fernrohre von 3½′ Länge gut gesehen werden könne und 3′ Durchmesser besitze. Herschel erkannte im 10füßigen Reflektor 5 oder 6 einzelne Sterne, der übrige Teil sah gefleckt aus, was auf Auflösbarkeit schließen ließ. Das 20füßige Teleskop zeigte den Nebel als Haufen sehr gedrängter Sterne, dessen dichtester Teil 4′ bis 5′ Durchmesser.

6333 (*M* 9)
α 17h 13m, δ — 18° 25′.

Messier bezeichnet diesen Nebel als rund und lichtschwach, 3′ im Durchmesser haltend. Herschel sah ihn (1784) im 20füßigen Reflektor als einen Haufen außerordentlich zusammengedrängter Sternchen.

6369
α 17h 23m, δ — 23° 40′.

Ringnebel, nach Burnham ähnlich jenem in der Leier, doch viel schwächer. Durchmesser 36″. Im Centrum ein Sternchen 14,5. Gr.

6402 (*M* 14)
α 17h 32m, δ — 3° 11′.

Leicht als runder Nebel sichtbar; 7′ Durchmesser. Schon mit einem 4zölligen Refraktor gewinnt man die Überzeugung der Auflösbarkeit dieses Nebels in Sterne. Der 20füßige Reflektor Herschels hat 1783 diese Sterne 11. und 12. Gr. und noch kleinere, „den feinsten Sterndunst", gezeigt.

—
α 17h 38m, δ + 5° 40′.

Unmittelbar bei β Oph., ein wenig nördlich davon; eine helle Sterngruppe, in der ein Doppelstern 6,5. und 8. Gr.

6494 (*M* 23)
α 17h 51m, δ — 19° 0′.

Großer, ziemlich gedrängter Sternhaufen von 15′ Durchmesser. Es sind etwa 80 Sterne 9. bis 12. Gr. sichtbar, die zum Teil in gekrümmte Reihen geordnet erscheinen.

6572
α 18h 7m, δ + 6° 50′.

Ein heller, planetarischer Nebel, nach d'Arrest 6″ im Durchmesser und etwas elliptisch. Das Spektrum ist auf der Lick-Sternwarte von Keeler 1890 und 1891 sehr oft und genau untersucht worden. Die Hauptlinie hat im Mittel aller Messungen die Wellenlänge $\lambda = 5006{,}89$, die zweite Linie ist auch sehr hell und selbst die dritte heller als im Spektrum des Orionnebels. Die Verschiebung dieser dritten Linie wurde 1891 durch Vergleich mit der Wasserstofflinie $H\beta$ ermittelt und eine Annäherung des Nebels von 6,5 engl. Meilen pro Sekunde konstatiert. Außer den Linien λ 5007, 4959, $H\beta$ und $H\gamma$ wurden noch verschiedene andere im Kern des Nebels gesehen, auch eine helle Linie bei D, wahrscheinlich D_3.

Orion.

A. Doppelsterne.

o^2 (β 553)
α 4h 51m, δ + 13° 21′.

Ein Stern 5. Gr. mit einem von Burnham 1877 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 12,5. Gr. 1898,75: $d = 30{,}57''$, $p = 49{,}1°$. Nach Burnham ein optischer Doppelstern.

10 (Σ 622)
α 4h 53m, δ + 1° 31′.

Zwei Sterne 8. Gr. in $d = 2{,}6''$, $p = 179{,}9°$ (1832). Seitdem keine Stellungsänderung des Begleiters.

Σ 627
α 4h 55m, δ + 3° 28′.

Der Hauptstern ist 6,3., der Begleiter 7. Gr. und beide sind weiß. Struve 1831: $d = 21{,}3''$, $p = 260{,}2°$. Ein schöner Doppelstern für ein kleines Instrument.

Σ 652
α 5h 7m, δ + 0° 55′.

Der gelbliche Hauptstern 6., der Be-

gleiter 7,8. Gr. Struve (1830) giebt folgende Stellung: $d = 1{,}71''$, $p = 184{,}3°$.

ϱ^1 (Σ 654)
α 5h 8m, δ + 2° 45′.

Von W. Herschel 1784 entdeckt. Der Hauptstern 4,7. Gr. ist intensiv gelb, der Begleiter 8,5. Gr. blau. Struve 1832: $d = 7{,}05''$, $p = 63{,}47°$. Mit $3^1/_2''$ Öffnung an 100facher Vergrößerung leicht zu sehen, selbst bei schlechter Luft. Dawes hat den Begleiter bei 70facher Vergrößerung gesehen.

β (Rigel) (Σ 668)
α 5h 10m, δ — 8° 19′.

Ein schöner, von Herschel 1781 entdeckter Doppelstern 1. und 8. Gr. Der Begleiter von β ist für sich doppelt (β 555), aber eines der schwierigsten Objekte am Himmel. Burnham sah ihn 1871 mit dem 6zölligen Clark-Refraktor länglich, allein erst im Februar 1878 konnte er am $18^1/_2$-Zoller mit 900facher Vergrößerung die Trennung sehen. 1878,14: $d = 0{,}35''$, $p = 172{,}8°$. 1889 bis Herbst 1892 war der Stern am 36-Zoller selbst bei Vergrößerung von 2600fach völlig rund. „Wäre die Distanz auch nur 0,05″ gewesen, so würde dies gelegentlich am großen Refraktor bemerkt worden sein“ (Burnham). 1889,87 sah Aitken ihn wieder getrennt. Aitken 1899,17: $d = 0{,}12''$, $p = 196{,}2°$. Die Umlaufsdauer des Begleiters muß nach Burnhams Meinung kürzer als diejenige jedes andern bekannten Doppelsterns sein. Rigel hat noch einen Begleiter, den Mitchel 1846 entdeckte. Derselbe ist sehr schwach, und Burnham fand 1877: $d = 44{,}3''$, $p = 1{,}5°$. Unter günstigen Umständen zeigt ihn ein 8zölliger Refraktor. Burnham:

AB	1898,92	$d = 9{,}55''$,	$p = 201{,}4°$
AD	1891,83	44,10	1,3

D ist nach Burnham 13,5. Gr.

τ (β 188)
α 5h 13m, δ — 6° 57′.

Dieser Stern 4. Gr. hat zwei Begleiter, beide 11. Gr. Burnham giebt folgende Messungen:

AB	1899,02	$d = 35{,}01''$,	$p = 250{,}3°$
AD	1899,02	36,02	60,0

Er fand am $18^1/_2$-Zoller, daß der Begleiter B selbst wieder doppelt ist, aus zwei Sternen 11. und 11,6. Gr. bestehend. 1891,94: BC $d = 3{,}79''$, $p = 51{,}4°$.

23 (Σ 696)
α 5h 18m, δ + 3° 27′.

Der Hauptstern 5. Gr. ist grünlichweiß, der Begleiter 7. Gr. weiß. Struve 1831: $d = 31{,}77''$, $p = 28{,}15°$. Keine Stellungsänderung ist wahrnehmbar.

η
α 5h 19m, δ — 2° 29′.

Von W. Herschel 1781 als Doppelstern entdeckt. Die Distanz betrug damals $110''$, $p = 55°$. Der Begleiter ist 10,5., der Hauptstern 3,4. Gr. 1848 fand Dawes, daß der Hauptstern wiederum doppelt ist, $d = 1''$. Ein guter 5zölliger Refraktor stellt diese beiden Sterne an 300facher Vergrößerung bisweilen dar. Engelmann 1882: $d = 1{,}13''$, $p = 86{,}1°$.

ψ^2
α 5h 22m, δ + 3° 0′.

Von Knott 1863 als doppelt entdeckt. Der Hauptstern 5,5., der Begleiter 11. Gr. $d = 2{,}9''$, $p = 322{,}4°$.

31 (Σ 725)
α 5h 25m, δ — 1° 10′.

Der Hauptstern 5,5. Gr. und gelb, der Begleiter 10. Gr. Stone 1879: $d = 12{,}71''$, $p = 88{,}4°$. Die Farbe wird als rot, goldgelb oder unauffällig angegeben. Nach Gould ist der Stern sehr rot und veränderlich.

32 (Σ 728)
α 5h 25m, δ + 5° 53′.

Der Hauptstern 5,2., der Begleiter 6,7. Gr., beide gelblich. Struve 1830: $d = 1{,}04''$, $p = 203{,}75°$. Burnham 1878: $d = 0{,}58''$, $p = 196{,}6°$.

33 (Σ 729)
α 5h 26m, δ + 3° 13′.

Beide Sterne sind weiß, der Hauptstern 6., der Begleiter 7,3. Gr. Struve 1831: $d = 1{,}87''$, $p = 25{,}57°$.

δ (β 558)
α 5h 27m, δ — 0° 22′.

Schon von Chr. Mayer als Doppelstern erkannt. Der Hauptstern ist in geringem Grade veränderlich, der Begleiter nach Struve 6,8. Gr. $d = 52{,}7''$, $p = 359°$. Burnham fand 1878 am $18^1/_2$-Zoller noch einen Begleiter 13,5. Gr.

1898,84	AB	$d = 32{,}35''$,	$p = 226{,}5°$
1898,84	AC	52,56	359,3

Die Stellung des entfernten Begleiters hat sich seit Herschels Zeit nicht geändert, ebensowenig seit 1878 die des nähern.

β 1048
α 5^h 28^m, δ — 1° $40'$.

Ein Stern 6. Gr. mit einem von Burnham am 36-Zoller 1889 entdeckten Begleiter 10,7. Gr. 1898,20: $d = 2{,}24''$, $p = 354{,}6^\circ$. Aitken.

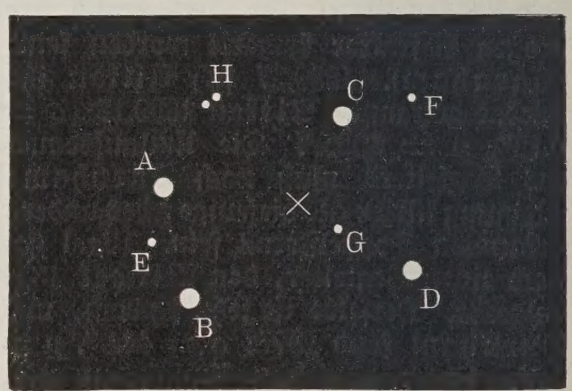
λ (Σ 738)
α 5^h 30^m, δ + 9° $52'$.

Von W. Herschel 1779 als doppelt erkannt, von Struve als dreifach. A 4. Gr. und gelblich, B 6. Gr. purpurrot, C 10,5. Gr. Jedrzejewicz 1879,30: AB $d = 4{,}3''$, $p = 43{,}0^\circ$; Burnham 1880,07: AC $d = 28{,}6''$, $p = 182{,}7^\circ$.

ϑ (Σ 748)
α 5^h 30^m, δ — 5° $27'$.

Der vielfache Stern im dunkeln Teile des Orionnebels. Vier Sterne, welche das Trapez bilden, sind schon mit geringen Mitteln unter günstigen Umständen zu sehen. Burnham sah sie mit $1\frac{1}{2}''$ Objektivdurchmesser. Nach Struve ist der Hauptstern C 4,7. Gr. und gelblich, D 6,3. Gr. und ebenfalls gelblich, A 7. Gr. und weiß, B 8. Gr. und weißgrau. A und D wurden 1659 von Huygens entdeckt, B fand Cassini 1666. W. Herschel hat hier nie mehr als vier Sterne wahrnehmen können, obgleich er das Trapez häufig beobachtete und im Februar 1787 den eben vollendeten 40füßigen Reflektor zuerst darauf richtete. Am 11. November 1826 fand Struve im Dorpater Refraktor einen fünften Stern E 11,3. Gr. Derselbe ist in den letzten Jahren angeblich auch mit Fernrohren von 4'' Objektivöffnung gesehen worden. Mir gelang dies niemals und ich finde den Stern für einen 5zölligen Refraktor bei guter Luft an der Grenze der Sichtbarkeit. Am 25. Dezbr. 1832 entdeckte John Herschel mittels des 11zölligen Refraktors von South einen sechsten Stern im Trapez, von der 13. Gr. Angeblich sind mit größeren und kleineren Instrumenten nicht selten außer 5 bis 6 Trapezsternen noch andere wahrgenommen worden, aber diese haben sich in den Untersuchungen am 26-Zoller zu Washington und am $18\frac{1}{2}$-Zoller zu Chicago nicht bewährt. Sadler hat 1882 eine Zusammenstellung der Angaben aller jemals im Trapez gesehenen Sterne gegeben und führt außer den genannten sechs Sternen noch sieben andere auf. Burnham hat sich 1889 über die Trapezstern-Frage ausführlich verbreitet und verneint nachdrücklich, daß dort außer den sechs Sternen noch andere sichtbar seien. „Wäre", sagt er, „der sechste Stern doppelt von nur 1'' Distanz, so hätte ich dies nicht übersehen können." Das Trapez war eines der ersten Objekte, an denen Alvan G. Clark das 36zöllige Objektiv prüfte. Er entdeckte damit einen äußerst feinen Lichtpunkt, etwa halbwegs zwischen den Sternen D und C des Trapezes. Dieser Lichtpunkt ist später von Burnham wiedergesehen worden, er ist 16. bis 17. Gr. und nur in den allerbesten Nächten am 36-Zoller sichtbar. Barnard sah noch ein schwächeres Lichtpünktchen. Von sonstigen Sternen innerhalb des Trapezes ist am 36-Zoller nichts gesehen worden. Fig. 108 giebt eine Darstellung der

Fig. 108.



Trapezsterne nach Burnham. Die vier Hauptsterne sind A, B, C, D; E ist Struves Stern 11,3. Gr., F John Herschels Stern 12. Gr., H ein von Barnard entdeckter Doppelstern 16. und 16,5. Gr., G Clarks Stern; $\times$ bezeichnet die Position von Barnards schwachem Stern.

Bis jetzt fand eine Stellungsveränderung bei den Trapezsternen nicht statt. Struves Messungen 1836 ergaben:

AB	$d = 8{,}70''$,	$p = 31{,}6^\circ$
AC	12,99	131,5
AD	21,14	95,4
AE	3,86	23,6

ι (Σ 752)

α 5^h 31^m, δ $-$ 5^0 $59'$.

Von Herschel 1779 als doppelt erkannt, nach Struve 3,2. und 7,2. Gr. Struve 1831,86: $d = 11{,}3''$, $p = 142{,}2^0$. Seitdem keine sichere Stellungsänderung. Ein dritter Stern 9,5. Gr., den schon W. Herschel sah, steht nach South 1824 in $d = 49{,}8''$, $p = 103{,}5^0$.

ε

α 5^h 31^m, δ $-$ 1^0 $16'$.

Dieser Stern 2,5. Gr. soll nach Smyth etwas nebelig sein, und es scheint, daß 1850 und 1852 auch im großen Rosseschen Teleskop ein Nebel um den Stern erschien, später (1874 und 1878) jedoch entschieden nicht. Auch Brodie konnte 1864 an einem 8zölligen Refraktor keine Spur von Nebel um den Stern erkennen. Er hat einen schwachen Begleiter (10. Gr.), dessen Position nach Burnham 1879: $d = 179{,}9''$, $p = 57{,}0^0$.

σ (Σ 762)

α 5^h 34^m, δ $-$ 2^0 $39'$.

Ein schönes, fünffaches Objekt, mit einem dreifachen Sterne in der Nähe. Burnham giebt über den fünffachen Stern (β 1032) folgende Daten: A 4., B 5., C 9,5., D 6,8., E 6,3. Gr.

Aitken:

1898,87 AB	$d = 0{,}27''$,	$p = 332{,}9^0$

Burnham:

1899,12 $(AB)C$	11,28	237,4
1899,12 $(AB)D$	12,77	82,8
1899,12 $(AB)E$	41,42	60,9

Dembowski:

1871,34 ED	30,10	230,9

AC und D bilden Struves vielfachen Stern Σ 762. B sah Burnham zuerst am 12-Zoller 1888. Die Komponenten von Σ 762 zeigen keine Stellungsänderung seit 1831.

Von A aus steht der Hauptstern dreifachen Systems (Σ 761) in $d = 210{,}8''$, $p = 323^0$. Derselbe ist 8., mit einem Begleiter 8,5. Gr. in $d = 68''$, $p = 21{,}8^0$. Der andere Begleiter 9. Gr. steht in $d = 8{,}3''$ und $p = 266{,}8^0$. Mit $2''$ Öffnung sieht man bei σ die Sterne A, D und E, sowie das dreifache System, mit $4''$ Öffnung ist auch C sichtbar. In Ferngläsern von $5''$ Öffnung erscheinen zwischen beiden Systemen noch zwei schwache Sternchen. W. Herschel hat den Begleiter C von σ nicht gesehen; derselbe wurde von Schröter entdeckt, der auch die zwei Sternchen 11. Gr. zwischen den beiden Systemen sah.

ζ (Σ 774)

α 5^h 36^m, δ $-$ 1^0 $59'$.

Als Doppelstern zuerst von Kunowsky 1819 an einem Refraktor von $4^1/_3''$ Objektivdurchmesser entdeckt. Der Stern ist auch mit einem $3^1/_2$zölligen Fernrohre doppelt zu sehen, und unter sehr günstigen Umständen sah ich mit einem 2zölligen Fernrohre das Scheibchen des Begleiters hinter dem Hauptsterne hervortreten. Dieser ist 2., der Begleiter 5,7. Gr. Veränderungen in der Distanz sind in den Beobachtungen der letzten 50 Jahre kaum angedeutet, doch scheint der Positionswinkel periodische Veränderungen zu erleiden, über die sich aber noch nichts Bestimmtes sagen läßt. Herschel hat 1780 noch einen dritten Stern 9,5. Gr. beobachtet. Jedrzejewicz 1878,17 AB: $d = 2{,}61''$, $p = 152{,}1^0$; Burnham 1879,17 AC: $d = 57{,}1''$, $p = 9{,}1^0$.

52 (Σ 795)

α 5^h 43^m, δ $+$ 6^0 $25'$.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Distanz und Positionswinkel haben sich bis jetzt nicht wesentlich verändert. Dembowski 1857: $d = 1{,}5''$, $p = 202{,}2^0$. Der Hauptstern ist 6,5., der Begleiter 7. Gr.

Σ 816

α 5^h 50^m, δ $+$ 5^0 $50'$.

Der Hauptstern ist 6,2. Gr. und weiß, der Begleiter 8,7. Gr. Struve 1830,13: $d = 4{,}2''$, $p = 289{,}3^0$.

α

α 5^h 50^m, δ $+$ 7^0 $22'$.

Dieser Stern 1., hat nach W. Herschel einen Begleiter 11. Gr. in $d = 161''$, $p = 152^0$. Burnham hat einen noch lichtschwächeren Begleiter gesehen und giebt 1878 folgende Messungen:

AB	$d = 161{,}8''$,	$p = 152{,}3^0$
AC	77,6	348,0

59

α 5^h 53^m, δ $+$ 1^0 $50'$.

Ein Stern 5,5. Gr., mit einem Begleiter, den W. Herschel 1783 nur mit Mühe sehen konnte. Burnham 1898: $d = 36{,}5''$, $p = 205{,}8^0$.

μ (β 1056)
α 5^h 57^m, δ $+$ 9^0 $39'$.

Dieser Stern 4. Gr. hat, wie Burnham 1889 am 36-Zoller gefunden, einen äußerst lichtschwachen Begleiter (14. Gr.). Aitken 1898,08: $d = 17{,}25''$, $p = 273{,}8^0$.

Σ 855
α 6^h 4^m, δ $+$ 2^0 $31'$.

Der Hauptstern ist 5,8., der Begleiter 6,8. Gr., und beide sind weiß. Struve 1833,22: $d = 29{,}3''$, $p = 113{,}2^0$.

75 (β 96)
α 6^h 12^m, δ $+$ 9^0 $59'$.

6. Gr., mit zwei Begleitern, von denen der äußere, wie Burnham 1877 am 6-Zoller fand, selbst doppelt ist. B 10., C 9., D 12. Gr.

1898,79	AB	$d = 62{,}83''$,	$p = 256{,}0^0$
1898,79	AC	119,32	159,2
1898,92	CD	4,79	224,3

B. Veränderliche Sterne.

R
α 4^h 54^m, δ $+$ 7^0 $59'$.

Stark rot; von Hind 1848 als veränderlich erkannt. Periode 380^d. Maximum 8,7. bis 9,1., Minimum 11,2. bis 13,5. Gr.

W
α 5^h 0^m, δ $+$ 1^0 $2'$.

Maximum 6., Minimum 7. Gr. Periode unbekannt. Auf dem Harvard-Observatorium 1895 und unabhängig von Sawyer entdeckt.

δ
α 5^h 27^m, δ $-$ 0^0 $23'$.

Von John Herschel als veränderlich erkannt. Der Lichtwechsel ist nur gering und fraglich.

$BD.$ $+$ $2^0.1040.$
α 5^h 37^m, δ $+$ 2^0 $19'$.

Ein Stern 7. Gr., dessen Farbe von den Beobachtern sehr verschieden angegeben wird. Schjellrup bezeichnet ihn in seinem Kataloge (unter Nr. 63) als rot, zu anderen Zeiten fand er ihn nicht mehr rot. In der Uranometria Argentina wird er als 6,6. und 6,8. Gr. aufgeführt und als rot bezeichnet. Dreyer fand ihn 1878 nicht rot, 1879 orange, 1880 farblos. Die Größenangaben schwanken zwischen 6,5. und 7,8. Gr.

α
α 5^h 50^m, δ $+$ 7^0 $23'$.

Rot, und wegen Lage und Helligkeit schwierig zu beobachten. Der Stern hat nach W. Herschel einen lichtschwachen Begleiter in $d = 162''$, $p = 152^0$. Einen noch schwächeren Begleiter hat Burnham entdeckt. Die Veränderlichkeit entdeckte 1836 John Herschel. Die Periode ist sehr unregelmäßig, und die Helligkeitsschwankung umfaßt nur $^1/_2$ Größenklasse. Nach Argelander würde im Mittel aus allen Beobachtungen die Dauer der Periode 196^d betragen, wovon auf die Zeit der Lichtzunahme $91{,}6^d$, auf die der Abnahme $104{,}4^d$ kommen. Das Spektrum ist sehr kompliziert. Huggins hat es zuerst genauer untersucht, später Vogel und Dunér. Im ganzen zeigt es große Ähnlichkeit mit dem Spektrum der Sonnenflecke.

U
α 5^h 50^m, δ $+$ 20^0 $10'$.

Sehr rot. Maximum 6,4.. bis 7,5., Minimum unter 12. Gr. Periode 375^d. Von Gore 1885 entdeckt. Nach Pickering zeigt das Spektrum helle Linien.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

412^1
α 5^h 17^m, δ $+$ 3^0 $23'$.

Doppelnebel, von Barnard 1889 am 12-Zoller der Lick-Sternwarte entdeckt. Beide bilden nach Burnham mit einem Stern 10,5. Gr. ein fast gleichseitiges Dreieck. Schwache Objekte, auch am 36-Zoller, und ohne Kern. In der Nähe sah Burnham noch einen viel schwächern Nebel.

1976 (M 42)
α 5^h 30^m, δ $-$ 5^0 $28'$.

Der große Nebel im Orion, das merkwürdigste Objekt dieser Art, welches in nördlichen Breiten am Himmel erkennbar ist und dem bloßen Auge mit Anstrengung sichtbar. An seiner Wiedergabe durch Zeichnung haben sich seit W. Herschel zahlreiche Beobachter versucht. Die besten dieser Darstellungen sind diejenigen von Lord Rosse, Bond und Tempel. Seit Anwendung der Photographie auf die Nebelflecke ist die Zahl der Aufnahmen dieses Nebels außerordentlich groß geworden, jeder Himmelsphotograph hat

sich auch am großen Orionnebel versucht (vergl. S. 458).

Großer Nebel um ζ
α 5h 36m, δ — 2° 0′.

Dieser bis jetzt teleskopisch unsichtbare Nebel ist von Prof. M. Wolf mit Hülfe der Photographie entdeckt worden (s. S. 469).

2022
α 5h 37m, δ + 9° 2′.

Von W. Herschel 1785 Okt. 5. entdeckt und beschrieben als ein Stern von großem Durchmesser, nebelig und schlecht begrenzt. Rosse glaubt, daß es in Wirklichkeit ein kugelförmiger Sternhaufen ist. Lassell sah in dem Nebel einige helle Flecke und Lichtknoten. Burnham konnte im Mittelpunkte keinen Stern erkennen, wohl aber einen sehr schwachen am vorausgehenden südlichen Rande.

2024 (*M* 28)
α 5h 37m, δ — 1° 54′.

Von W. Herschel 1786 Jan. 1. entdeckt und beschrieben als „merkwürdige milchige Nebelmasse, in drei oder vier große Flecke getrennt, die einen dunklen Raum einschließen, nicht weniger als 30′ groß, vielleicht noch mehr ausgedehnt". Der Nebel ist sehr lichtschwach und erfordert zur Sichtbarkeit ein starkes Instrument, sowie klare Luft.

2068 (*M* 78)
α 5h 42m, δ + 0° 1′.

Von Méchain 1780 entdeckt. Zwei helle Sterne von Nebel umgeben. Burnham fand (1878), daß der schwächere Stern (9. Gr.) ein enger Doppelstern ist, $d = 1{,}74''$, $p = 85{,}3°$.

2169
α 6h 3m, δ + 13° 58′.

Sternhaufen, 1° südlich von ν, trapezförmig, einige Doppelsterne enthaltend. Herschel hat ihn am 15. Okt. 1784 entdeckt und zählt ihn unter die „grob zerstreuten" Sternhaufen. Er enthält etwa 30 Sterne 9. bis 10. Gr.

2194
α 6h 8m, δ + 12° 50′.

Schöner Sternhaufen, 7 bis 8′ im Durchmesser. An schwacher Vergrößerung eines lichtstarken Fernrohrs erscheint das Gesichtsfeld mit zahlreichen Sternen 10. bis 12. Gr. erfüllt; an zwei Stellen stehen die Sterne besonders dicht, einer davon erscheint an schwacher Vergrößerung nebelig.

Pegasus.

A. Doppelsterne.

1
α 21h 17m, δ + 19° 23′.

Von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern ist 4,5. Gr. und stark gelb, der Begleiter 8,6. Gr. Main 1862,52: $d = 37{,}1''$, $p = 310{,}2°$. Seit 1780 keine Stellungsänderung des Begleiters.

2 (β 685)
α 21h 25m, δ + 23° 12′.

Ein Stern 5,5., mit einem Begleiter 12,5. Gr., den Burnham 1878 am 18½-Zoller auffand. Doolittle 1899,72: $d = 30{,}28''$, $p = 332{,}3°$.

3 (Σ^1 2612)
α 21h 33m, δ + 6° 11′.

Von Herschel 1782 als doppelt erkannt. Beide Sterne sind weiß, 6. und 7,4. Gr. Struve 1835: $d = 39{,}15''$, $p = 349{,}4°$. Eine Stellungsänderung ist nicht nachweisbar.

ε
α 21h 39m, δ + 9° 25′.

Der Hauptstern 2., der Begleiter 7,8. Gr. Burnham sah noch einen sehr schwachen Begleiter *C*. South 1825: *AB* $d = 138{,}5''$, $p = 323°$; Burnham 1879: *AC* $d = 81{,}5''$, $p = 325{,}1°$.

$\varkappa$ (β 989)
α 21h 40m, δ + 25° 11′.

Der Hauptstern *A* 3,9., der Begleiter *C* 10,8. Gr., beide bilden Struves Doppelstern Σ 2824. Burnham fand 1880 am 18½-Zoller, daß der Hauptstern selbst doppelt ist, aus einem Sterne 4,3. und 5. Gr. bestehend. Diese beiden Sterne bilden ein System mit einer der kürzesten bekannten Umlaufszeiten, dessen Bewegung schon über mehr als 1½ Umläufe mikrometrisch verfolgt worden ist.

Nach See beträgt die Umlaufsdauer 11,42 Jahre. Die größte Distanz beider Sterne übersteigt nicht 0,25″. Der Begleiter C wurde von Herschel 1786 entdeckt. Aitken:

1899,24 AB $d = 0{,}19''$, $p = 284{,}0°$
1898,43 $(AB)C$ 12,43 298,8

33 (Σ 2900)
α 22h 19m, δ + 20° 21′.

Dreifach: A 6., B 9., C 7,5. Gr. J. Herschel und South sahen nur A und C, Dawes entdeckte B. Dembowski:

1863,25 AB $d = 2{,}25''$, $p = 177{,}6°$
1863,25 AC 60,5 334,1

34 (β 290)
α 22h 22m, δ + 3° 53′.

Ein Stern 6., mit einem schwachen Begleiter 12,5. Gr., den Burnham am 26-Zoller 1875 auffand. 1898,73: $d = 3{,}08''$, $p = 218{,}4°$. Die Stellungsveränderung des Begleiters ist langsam, aber doch sicher, daher ein physisches System.

37 (Σ 2912)
α 22h 25m, δ + 3° 55′.

Der Hauptstern ist 5,8., der Begleiter 7,2. Gr. und beide sind weiß. Die Distanz nimmt ab. Struve 1831: $d = 1{,}160''$, $p = 112{,}63°$; Wilson 1873: $d = 0{,}5''$, $p = 119{,}3°$. Im Jahre 1880 sah Burnham den Stern nur einfach; 1891 konnte er am 36-Zoller der Lick-Sternwarte nur eine längliche Gestalt des Sterns vermuten.

η (β 1144)
α 22h 38m, δ + 29° 42′.

Von W. Herschel 1780 als doppelt erkannt, Burnham hat 1889 am 36-Zoller den Begleiter wiederum in zwei Sterne zerlegt. A 4., B 10,1., C 10,1. Gr. Aitken 1898,60: $A(BC)$ $d = 91{,}04''$, $p = 338{,}6°$; Lewis 1898,67: BC $d = 0{,}36''$, $p = 90°$.

ξ
α 22h 42m, δ + 11° 40′.

Der Hauptstern 6. hat einen Begleiter 12. Gr. in 12,4″ und 119,6°. John Herschel hat denselben zuerst gesehen und schätzte ihn 18. Gr. (= 11,6. Gr. nach Struve). Burnham hat noch einen dritten, schwachen Stern gesehen und giebt folgende Messungen:

1878,62 AB $d = 11{,}9''$, $p = 112{,}0°$
1878,62 AC 127,3 21,8

52 ($O\Sigma$ 483)
α 22h 54m, δ + 11° 49′.

Dieser Stern 6,2. hat einen schwachen Begleiter 7,7. Gr. in $d = 1{,}2''$, $p = 196°$.

β
α 22h 59m, δ + 27° 32′.

Dieser veränderliche Stern hat in 80″ und 204,2° nach J. Herschel einen Satelliten 11. Gr. Burnham 1879,53: $d = 98{,}8''$, $p = 208{,}5°$.

72 (β 720)
α 23h 29m, δ + 30° 46′.

Dieser Stern 6. Gr. ist von Burnham 1879 am 18½-Zoller in zwei gleich helle Sterne zerlegt worden. Aitken 1898,7: $d = 0{,}50''$, $p = 161{,}2°$.

85 (β 733)
α 23h 57m, δ + 26° 34′.

Ein wichtiger, vielfacher Stern. A 6., B 11., C 9., D 13. Gr. Aitken:

1899,51 AB $d = 0{,}78''$, $p = 225{,}6°$
1898,69 AC 32,90 344,5
1898,69 AD 83,86 288,5

Die Kürze der Umlaufszeit, die rasche Bewegung beider Komponenten im Raume, die große Ungleichheit in der Helligkeit und die geringen Abstände der Komponenten verleihen diesem Systeme einen hervorragenden Platz. Es ist zu allen Zeiten ein schwieriges Objekt, und geeignete Beobachtungen müssen den großen Refraktoren überlassen bleiben. Ein ausgezeichnetes Prüfungsobjekt für große Objektive (Burnham). Der nähere Begleiter wurde von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt in einer ausgezeichnet günstigen Nacht. Nach Burnham beträgt die Umlaufszeit von B 25,7 Jahre.

γ
α 0h 8m, δ + 14° 37′.

Dieser Stern 2,5. Gr. hat zwei sehr schwache Begleiter, B 10,7., C 11,5. Gr., für welche Burnham 1879 fand:

AB $d = 161{,}8''$, $p = 285{,}6°$
AC 21,0 199,3

B. Veränderliche Sterne.

β

α 22h 59m, δ + 27° 32′.

Von gelbroter Farbe, unregelmäßig, oft gar nicht veränderlich. Schönes Bandenspektrum.

R

α 23h 2m, δ + 10° 0′.

Rot; von Hind 1848 als veränderlich erkannt. Es läßt sich in dem Lichtwechsel eine feste Periode zur Zeit nicht erkennen. Im Maximum ist der Stern 7,5., im Minimum sinkt er zur 13. Gr. herab. Im Spektrum breite und dunkle Banden.

S

α 23h 15m, δ + 8° 22′.

Gelblichrot, von Marth als veränderlich erkannt. Im Maximum 7,5., im Minimum 12. Gr. Periode 317,5d.

U

α 23h 53m, δ + 15° 24′.

Von Chandler 1895 als veränderlich erkannt und zum Typus der Algolsterne gehörig.

C. Nebelflecke.

7078 (*M* 15)

α 21h 25m, δ + 11° 43′.

Schon 1745 von Maraldi gesehen, der bemerkt: „Ich habe zwischen ε Pegasi und β Equulei einen ziemlich hellen Nebel gesehen, der aus mehreren Sternen besteht; sein Durchmesser ist 3′.“ Messier bezeichnet ihn als Nebel ohne Sterne, in der Mitte glänzend. Herschels 20füßiges Teleskop zeigte ihn 1783 als kugelförmigen Sternhaufen von 6′ Durchmesser. Um das Centrum herum stehen die Sterne dichter gedrängt. Schon in einem mäßigen Fernrohre bietet dieser Haufen einen prachtvollen Anblick, mit 5″ Öffnung ist der Nebel auflöslich.

7479

α 23h 0m, δ + 11° 47′.

Von W. Herschel 1784 Okt. 19. entdeckt und als glänzender Nebel mit hellem Kern, 4′ lang, 2′ breit, beschrieben. Von d'Arrest, Tempel und Rosse ist er gezeichnet worden, die wahre Gestalt desselben hat aber erst die Photographie enthüllt.

Perseus.

A. Doppelsterne.

Σ 162

α 1h 43m, δ + 47° 24′.

Dreifach, von Struve entdeckt: *A* 7., *B* 7,5., *C* 9,3. Gr. Struve 1831,76:

AB	d = 1,86″,	p = 225,5°
AC	20,0	179,2

5 (β 874)

α 2h 5m, δ + 57° 11′.

6., mit einem von Burnham 1880 am 18½-Zoller entdeckten Begleiter 13,5. Gr. 1898,57: d = 5,34″, p = 272,0°.

χ (β 1170)

α 2h 11m, δ + 57° 3′.

Ein Stern 6. Gr., mit einem Begleiter, der einen sehr engen Doppelstern bildet und von Burnham selbst für den 36-Zoller als schwieriges Objekt bezeichnet wird. Diese beiden Komponenten sind 11,5. und 11,7. Gr.

1898,60 *A*(*BC*)	d = 70,22″,	p = 353,6°
1890,74 *BC*	0,27	313,3

Noch ein entfernterer Begleiter 8,6. Gr. ist 1824 von South beobachtet worden. Burnham giebt dafür 1898,60: d = 123,12″, p = 136,2°. Eine Stellungsänderung seit 1824 ist nicht nachweisbar.

9 (β 875)

α 2h 15m, δ + 55° 24′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 13. Gr., von Burnham 1880 am 18½-Zoller entdeckt. 1898,70: d = 11,40″, p = 161,7°. Nach Burnham vielleicht nur ein optisches Paar.

β 521

α 2h 36m, δ + 47° 50′.

6,5., mit einem Begleiter 11,5. Gr., von Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckt. 1891,97: d = 5,62″, p = 154,5°.

ϑ (Σ 296)

α 2h 37m, δ + 48° 42′.

Von W. Herschel am 20. Aug. 1782

entdeckt. Der schwache Begleiter (10. Gr.) stand in 16″ Abstand vom Hauptsterne. Burnham fand 1879: $d = 17{,}87''$, $p = 297{,}7^0$. Er sah (1880) noch einen Stern 9,5. Gr. in $d = 69{,}2''$, $p = 218{,}4^0$.

η (Σ 307)

α 2h 43m, δ + 55° 29′.

Ein Stern 4. Gr., wird von einem anderen 8,5. Gr. in $d = 28{,}4''$, $p = 300{,}4^0$ begleitet. Bewegung bis jetzt nicht wahrnehmbar. South bestimmte 1821 noch die Lage eines dritten Sternes 8,5. Gr., $d = 237''$, $p = 295^0$. Burnham sieht hier fünf schwache Begleiter.

20 (β 524)

α 2h 47m, δ + 37° 56′.

A 5,7., B 7., C 9,2. Gr. A und B bilden einen sehr engen Doppelstern, den Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckte. (AB) und C sind Struves Doppelstern Σ 318. Aitken 1899,18: AB $d = 0{,}12''$, $p = 31{,}4^0$; Burnham 1898,82 (AB) C $d = 13{,}90''$, $p = 237{,}5^0$. Das enge Paar ist, wie Burnham sagt, stets schwierig zu erkennen und der Begleiter in rascher Bewegung. Die Umlaufszeit mag etwa 27,7 Jahre betragen. Der Struvesche Begleiter hat seit 1829 seine Stellung nicht wesentlich geändert.

γ

α 2h 58m, δ + 53° 7′.

Der Hauptstern ist 3. Gr., ein schwacher Begleiter 10. Gr. steht in $d = 60''$, $p = 225^0$.

β (β 526)

α 3h 2m, δ + 40° 34′.

Dieser veränderliche Stern hat mehrere schwache Begleiter, welche Burnham am 18½-Zoller 1878 entdeckte. B 13., C 11,8., D 10., E 12,5. Gr.

1898,96	AB	$d = 58{,}79''$,	$p = 155{,}4^0$
1898,96	AC	67,19	144,8
1898,96	AD	81,78	192,4
1898,96	AE	11,98	118,0

Kein näherer Stern beim Hauptsterne konnte am 36-Zoller gesehen werden, ebensowenig eine Verlängerung des Hauptsterns.

34 (β 1179)

α 3h 22m, δ + 49° 10′.

5,9., mit einem Begleiter 11,6. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte. „Ein schwieriges Paar.“ Hussey 1898,73: $d = 0{,}70''$, $p = 164{,}5^0$.

38 (β 535)

α 3h 38m, δ + 31° 58′.

4., mit einem Begleiter 8,7. Gr., den Burnham 1877 am 18½-Zoller entdeckte. H. Struve 1894,36: $d = 0{,}97''$, $p = 48{,}2^0$.

β 1183

α 3h 39m, δ + 45° 22′.

6.,3., mit einem von Burnham 1890 am 36-Zoller entdeckten, äußerst schwachen Begleiter 14,7. Gr. 1898,71: $d = 6{,}71''$, $p = 137{,}4^0$.

ζ (Σ 464)

α 3h 48m, δ + 31° 35′.

Vier Sterne auf einer Fläche von 2′ Durchmesser. Der Hauptstern ζ ist nach Struve 2,7., sein nächster Begleiter 9,3. Gr. Dieser steht in $d = 12{,}48''$, $p = 207{,}6^0$. Ein zweiter Begleiter ($d = 90''$, $p = 198^0$) ist nach South 15. Gr., ein dritter ($d = 122''$, $p = 184{,}6^0$) ist 13. Gr. Die beiden entfernteren Begleiter sah zuerst Herschel 1782, den näheren South 1825. Burnham hat 1879 außer Struves Begleiter noch einen Stern 11,5. Gr. in $d = 33{,}5''$, $p = 287{,}2^0$ gesehen.

ε (Σ 471)

α 3h 51m, δ + 39° 43′.

Zwei Sterne 3. und 8,3. Gr., von denen der eine grünlich, der andere bläulich ist. Dembowski 1857: $d = 9{,}06''$, $p = 8{,}7^0$.

μ ($O\Sigma$ 73)

α 4h 8m, δ + 48° 9′.

Von W. Herschel 1782 als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 4,5. Gr. und weiß, der Begleiter 8,5. Gr. South fand 1822: $d = 91{,}6''$, $p = 231{,}7^0$. Ein näherer Begleiter 12. Gr. wurde von O. Struve 1851 in Pulkowo entdeckt. Burnham 1878: $d = 14{,}8''$, $p = 348{,}6^0$.

Σ 533

α 4h 18m, δ + 34° 6′.

Ein weißer Stern 6., mit einem ebenfalls weißen Begleiter 7,5. Gr. W. Struve 1831: $d = 19{,}5''$, $p = 60{,}2^0$. Eine Stellungsveränderung ist seitdem nicht bemerkt worden.

57

α 4h 26m, δ + 42° 51′.

Von Herschel 1782 entdeckt. Zwei Sterne 5. und 6. Gr. in $d = 114''$, $p = 199^0$.

B. Veränderliche Sterne.

B. D. + 49°.445

α 1h 38m, δ + 50° 7′.

7,8. Gr., Nr. 130 bei Schjellerup. Schweizer 1843 Jan. 31. bemerkt: „Ein roter Stern von der Form einer kleinen Scheibe." Copeland fand ihn 1875 hellrot, 1876 tiefrot, Dreyer 1878 rötlich; Espin 1887 nicht rot und ohne etwas Auffallendes, von 8,3. Gr., auch kein auffallendes Spektrum.

V

α 2h 43m, δ + 56° 34′.

Rot. Maximum 7,9., Minimum 9,5. bis 10,5. Gr. Periode unbekannt. Von Espin 1893 entdeckt. Spektrum mit schwachen Banden.

ϱ

α 2h 59m, δ + 38° 27′.

Von Schmidt 1854 als veränderlich erkannt. Im Maximum 3,4., im Minimum 4,2. Gr. Irregulär. Der Stern ist intensiv gelbrot. Ausgezeichnetes Spektrum mit breiten und tiefen Banden und mehreren Metalllinien (Dunér).

β (Algol)

α 3h 2m, δ + 40° 34′.

Der berühmte Veränderliche (s. S. 372, 432).

R

α 3h 24m, δ + 35° 20′.

Maximum 7,7. bis 9,2., Minimum 12,8. bis 13,5. Gr. Periode 210d. Von Schoenfeld 1861 entdeckt.

B. D. + 30°.591

α 3h 49m, δ + 30° 46′.

Wahrscheinlich veränderlich zwischen 6,3. und 6,9. Gr. in jedenfalls langer Periode.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

650, 651

α 1h 36m, δ + 51° 4′.

Ein Doppelnebel, der hellere von Méchain 1780 Sept. 5. entdeckt, der andere von W. Herschel 1787 Nov. 12. Beide stehen 2′ voneinander.

869, 884

α 2h 12m, δ + 56° 41′.

Zwei prachtvolle Sternhaufen, dem

Fig. 109.

Der Sternhaufen χ im Perseus, nach Vogel.

unbewaffneten Auge als eine Hervorragung der Milchstraße erscheinend. Bei sehr schwacher Vergrößerung sind beide zugleich im Gesichtsfelde des Fernrohres sichtbar. Der in Rektascension vorausgehende wird gewöhnlich als h Persei bezeichnet, der andere als χ Persei. Der erstere ist der kleinere und hat etwa 15′ Durchmesser, während χ fast den doppelten Durchmesser zeigt. Letzterer läßt etwa 100 Sterne von 8. Gr. bis zu den schwächsten Lichtpunkten, die in einem großen Refraktor sichtbar sind, erkennen. h ist von Krüger (1865), Bredichin (1877) und Oertel (1891) vermessen worden, χ von Vogel (1867 bis 1870) und Pihl (1870 bis 1890). Photographische Aufnahmen beider Haufen von Donner (1890 und 1892) in Helsingfors lieferten mehr als 1300 Sterne. Prof. W. Schur hat 15 Sterne (6,6. bis 8,8. Gr.) aus beiden Haufen durch sehr genaue Heliometermessungen miteinander verbunden und daraus deren gegenseitige Lage für die Epoche 1893,75 abgeleitet. Der Vergleich mit den früheren Messungen läßt keine Stellungsänderung dieser Sterne während der Zwischenzeit erkennen.

957

α 2h 26m, δ + 57° 5′.

In schwachen Instrumenten als ansehnlicher Nebel erscheinend, von Herschel in zahllose Sterne zerlegt.

239′

α 2h 30m, δ + 38° 33′.

Ein von J. Roberts photographierter Nebel, der deutliche Spiralwindungen zeigt, innerhalb deren 6 oder 7 Lichtknoten und 14 oder 15 Sterne unter 16. Gr. stehen.

1023

α 2h 34m, δ + 38° 38′.

Von W. Herschel 1786 Okt. 18. entdeckt und beschrieben als glänzender Nebel, fast 10′ lang, mit sehr hellem Kern.

1039 (M 34)

α 2h 36m, δ + 42° 21′.

Hübscher Sternhaufen, von Messier beschrieben; Durchmesser 15′. Die Sterne sind hell und grob zerstreut. Mit 3″ Öffnung sind mindestens 100 Sterne (bis 10,5. Gr.) zu erkennen.

1186

α 2h 59m, δ + 42° 26′.

Von W. Herschel 1785 entdeckt und von J. Herschel 1831 wieder gesehen, aber von Rosse 1854 und 1864 vergebens gesucht. Bigourdan sah den Nebel dagegen wiederholt 1890 und 1891, ebenso Burnham. Im Mittelpunkte steht ein Sternchen 12,5. Gr., der Nebel ist 3′ lang.

1245

α 3h 8m, δ + 46° 52′.

Schöner, reicher Sternhaufen 7 bis 8′ im Durchmesser. Schon ein Fernrohr von 3″ Öffnung zeigt bei schwacher Vergrößerung zahlreiche Sterne 10. Gr. und darunter. Von W. Herschel 1790 Dezember 28. entdeckt.

351′

α 3h 41m, δ + 34° 45′.

Planetarischer Nebel, von Barnard entdeckt, ohne Centralstern. Etwa 10″ groß, etwas elliptisch, das Ganze an Helligkeit einem Stern 10. Gr. gleich.

1528

α 4h 8m, δ + 50° 39′.

Reiche Sterngruppe, 15′ Durchmesser mit vielen hellen Sternen. An schwacher Vergrößerung zu beobachten.

— —

α 4h 27m, δ + 50° 45′.

An diesem Orte fand Espin 1898 Jan. 16. ein Objekt, 1° lang, elliptisch, und mehr einem verdunkelnden Medium als einem Nebel ähnlich. Es ist nach Espins Meinung einzig in seiner Art (Wolsingham Observatory Circular Nr. 46).

Pisces. (Die Fische.)

A. Doppelsterne.

34 (Σ 5)

α 0h 5m, δ + 10° 35′.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 10,5. Gr. Struve 1830: d = 8,03″, p = 162,7°. Eine Stellungsänderung ist seitdem nicht eingetreten.

35 (Σ 12)

α 0h 10m, δ + 8° 16′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der

Hauptstern ist 6., der Begleiter 7,8. Gr. und beide weiß. South 1821,91: $d = 11{,}2''$, $p = 150{,}8°$; Struve 1832,67: $d = 11{,}53''$, $p = 149{,}97°$. Eine Veränderung ist mit Sicherheit nicht zu erkennen.

42 (Σ 27)
α 0h 17m, δ + 12° 55′.

Von W. Struve 1828 als doppelt erkannt; der Hauptstern ist 6,8. Gr. und gelb, der Begleiter 10,7. Gr. Struve 1828: $d = 31{,}6''$, $p = 344{,}9°$; Gledhill 1874: $d = 29{,}0''$, $p = 338{,}0°$. Wahrscheinlich ein optischer Doppelstern.

51 (Σ 36)
α 0h 27m, δ + 6° 24′.

W. Herschel entdeckte die Duplizität 1782. Struve 1833,20: $d = 27{,}42''$, $p = 82{,}35°$. Der Hauptstern ist nach Struve 5. Gr. und weiß, der Begleiter 9. Gr. und aschfarben. Burnham 1881,76: $d = 27{,}26''$, $p = 82{,}1°$.

52
α 0h 27m, δ + 19° 44′.

Ein Stern 6. Gr., mit einem sehr schwachen Begleiter. Burnham findet ihn 11,4. Gr. und giebt folgende Messungen: 1880 $d = 38{,}30''$, $p = 305{,}7°$.

55 (Σ 46)
α 0h 35m, δ + 20° 53′.

Von Bessel zuerst doppelt gesehen. Der sehr gelbe Hauptstern ist 5., der intensiv blaue Begleiter 8,2. Gr. Dunér 1870: $d = 6{,}34''$, $p = 191{,}9°$. Dembowski notierte den Begleiter 1856 als tiefrot.

65 (Σ 61)
α 0h 44m, δ + 27° 11′.

Von W. Herschel 1783 zuerst gesehen. Beide Sterne gleich hell, 6. Gr. und gelblich, der vorangehende vielleicht etwas schwächer. In der Stellung ist bis jetzt sehr wenig Veränderung eingetreten. Dunér 1872: $d = 4{,}3''$, $p = 298{,}6°$.

66 ($O\Sigma$ 20)
α 0h 49m, δ + 18° 39′.

In Pulkowo als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 7. Gr. Dembowski konnte 1855 nur eine längliche Gestalt des Hauptsterns erkennen. Burnham 1880: $d = 0{,}44''$, $p = 7\,6°$.

β 302
α 0h 53m, δ + 20° 51′.

6,5., mit einem Begleiter 8. Gr., den Burnham 1876 am 6-Zoller entdeckte. Brown 1898,01: $d = 0{,}58''$, $p = 101{,}0°$.

σ
α 0h 57m, δ + 31° 16′.

Dieser Stern 6. hat, wie Herschel 1780 zuerst sah, einen Begleiter 9,5. Gr., dessen Position Burnham 1879 bestimmte: $d = 55{,}95''$, $p = 293{,}7°$. Einen zweiten Begleiter 10. Gr. sah Burnham in $d = 138{,}4''$, $p = 234{,}4°$.

ψ^1 (Σ 88)
α 1h 0m, δ + 20° 57′.

Schon durch ein gewöhnliches Handfernrohr von 10maliger Vergrößerung deutlich getrennt erscheinend, zuerst von Bradley beobachtet. Beide Sterne 5. Gr. und weiß. Aus Bradleys Beobachtungen 1755 folgt: $d = 30{,}4''$, $p = 155{,}9°$; Engelmann 1863,95: $d = 29{,}62''$, $p = 160{,}0°$. Eine Veränderung in der Stellung ist nicht nachweisbar.

77 (Σ 90)
α 1h 1m, δ + 4° 23′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter (nach Struve) 6,8. Gr. und beide sind weiß. Winnecke 1878: $d = 32{,}88$, $p = 82{,}6°$. Eine Stellungsveränderung ist nicht nachweisbar.

β 303
α 1h 4m, δ + 23° 15′.

Ein Stern 6. bis 7. Gr., den Burnham am 6-Zoller als doppelt erkannte, bestehend aus zwei gleich hellen Sternen. Lewis 1898,89: $d = 0{,}50''$, $p = 281{,}3°$. Keine Positionsänderung des Begleiters seit 1876.

82 ($O\Sigma$ 25)
α 1h 6m, δ + 30° 53′.

In Pulkowo als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 5. Gr. Der Begleiter 10. Gr. steht in $d = 2{,}5''$.

φ (Σ 99)
α 1h 8m, δ + 24° 4′.

Ein Stern 4,7., mit einem Begleiter 10. Gr. Wilson findet 1873: $d = 7{,}6''$, $p = 226{,}0°$. Der Begleiter ist schwierig zu sehen.

ζ (Σ 100)
α 1h 9m, δ + 7° 2′.

Als Doppelstern bereits 1755 von

Bradley beobachtet. Der Hauptstern ist 4,2., der Begleiter 5,3. Gr. und beide sind weiß. Burnham hat am 36-Zoller gefunden, daß der Begleiter selbst doppelt ist (β 1029), indem ein Sternchen 11. Gr. dicht neben ihm steht.

1898,76 AB $d = 23{,}67''$, $p = 63{,}5^0$
1898,73 BC 0,88 241,7

95 (β 1164)
α 1h 23m, δ + 4° 50′.

Ein sehr enger Doppelstern 6,5. bis 7. Gr., den Burnham 1891 am 36-Zoller entdeckte. Aitken 1898,94: $d = 0{,}40''$ $p = 160{,}2^0$.

η (β 506)
α 1h 26m, δ + 14° 50′.

Dieser Stern 4. hat, wie Burnham 1880 am 18½-Zoller entdeckte, einen sehr nahen und lichtschwachen Begleiter 11. Gr. 1897,88: $d = 1{,}16''$, $p = 14{,}1^0$.

103 (β 5)
α 1h 34m, δ + 16° 7′.

Ein Stern 7., mit einem Begleiter 9,3. Gr., den Burnham am 6zölligen Refraktor 1880 entdeckte. Brown 1898: $d = 1{,}38''$, $p = 290{,}7^0$.

α (Σ 202)
α 1h 57m, δ + 2° 17′.

Ein schöner Doppelstern, den W. Herschel 1779 zuerst entdeckte. Der Hauptstern ist 2,8. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 3,9. Gr. und blau. Struve 1831,16: $d = 3{,}636''$, $p = 335{,}72^0$. Neuere Messungen zeigen, daß Distanz und Positionswinkel langsam abnehmen. Engelmann 1884: $d = 2{,}93''$, $p = 322{,}6^0$.

27 (β 730)
α 23h 54m, δ — 4° 6′.

Dieser Stern 5,5. hat, wie Burnham 1878 am 18½-Zoller fand, einen Begleiter 10. Gr. Cogshall 1898,66: $d = 1{,}66''$, $p = 272{,}8^0$.

B. Veränderliche Sterne.

R
α 1h 25m, δ + 2° 22′.

Maximum 7. bis 8,8., Minimum unter 13. Gr. Periode 344d. Von Hind 1850 entdeckt. Gelbrot. Nach Dunér hat der Stern ein Spektrum der Klasse III_2 mit sehr breiten und tiefen Banden.

C. Nebelflecke.

524
α 1h 20m, δ + 9° 1′.

Von W. Herschel 1786 Sept. 4. entdeckt und als runder heller Nebel mit centralem Kern beschrieben. Einige Sterne stehen in der Nähe.

628 (M 74)
α 1h 31m, δ + 15° 16′.

Von Méchain 1780 entdeckt und als ziemlich großer, düsterer Nebel ohne Stern beschrieben, der ungemein schwierig zu sehen sei. Vogel sah ihn 1867 am 8zölligen Leipziger Refraktor als lichtschwachen, kugelförmigen Sternhaufen mit sehr geringer Verdichtung in der Mitte und 3′ im Durchmesser. Die 192fache Vergrößerung löste ihn mit Sicherheit nicht auf, eine stärkere vertrug das Objekt nicht.

Sagitta. (Der Pfeil.)

A. Doppelsterne.

ε
α 19h 33m, δ + 16° 14′.

Der hellere Stern ist gelb und 5,6., der andere 7,8. Gr., $d = 92''$, $p = 81^0$.

ζ (β 2585)
α 19h 44m, δ + 18° 53′.

Von W. Herschel 1781 als Doppelstern entdeckt. Der Hauptstern ist 5,7. Gr. und grünlichweiß, der Begleiter 8,8. Gr. und blau. Struve 1831: $d = 8{,}49''$, $p = 312{,}8^0$. Clark erkannte 1875 an einem 12zölligen Refraktor, daß der Hauptstern doppelt ist. Ein äußerst schwieriges Objekt. Burnham 1878: $d = 0{,}29''$, $p = 157{,}6^0$.

13
α 19h 55m, δ + 17° 13′.

Drei Sterne, von South gemessen. Der hellere ist 6. Gr. und hat in 340″ und 13° einen roten Begleiter 7,8. Gr. Von diesem letzten steht in $d = 116''$, $p = 16^0$ ein anderer Stern 8. Gr.

β 57
α 20h 1m, δ + 15° 13′.

Ein Stern 6,5., mit einem Begleiter 11,3. Gr., letzterer von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckt. 1891,50: d = 2,60″, p = 118,3°.

ϑ (Σ 2637)
α 20h 6m, δ + 20° 37′.

Dreifach, von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern 6. Gr. und gelblichweiß, der nähere Begleiter 8,3., der entferntere 7,1. Gr. und gelb. Jener steht nach Dembowskis Messungen 1859 in d = 11,2″, p = 326,8°, dieser in d = 74,2″, p = 225,7°.

B. Veränderliche Sterne.

S
α 19h 51m, δ + 16° 22′.

Weiß. Im Maximum 5,6., im Minimum 6,4. Gr. Periode 8,38320d. Von Gore 1885 entdeckt.

C. Sternhaufen.

6838 (M 71)
α 19h 49m, δ + 18° 31′.

Von Méchain 1780 als Nebel zwischen γ und δ Sagittae entdeckt. Messier beschreibt ihn als sehr lichtschwach, ohne Sterne. Herschel konnte mit einem 7füßigen Reflektor die Sterne eben darin wahrnehmen. Im 20füßigen Teleskope erschien er als unregelmäßiger Haufen sehr kleiner Sterne, die beträchtlich dicht stehen auf einer Fläche von 3′ Durchmesser. Ein Refraktor von 3½″ Öffnung zeigt bei schwacher Vergrößerung einen Nebel, bei stärkerer dagegen einen Haufen sehr kleiner Sterne. Schönes Beispiel der Auflösung eines Nebelfleckes.

Sagittarius. (Der Schütze.)

A. Doppelsterne.

β 283
α 17h 56m, δ — 22° 47′.

Dreifach; A 6., B 13., C 14. Gr., B von Burnham 1878 am 18½-Zoller, C am 36-Zoller entdeckt.

1895,54 AB d = 8,45″, p = 237,7°
1892,39 AC 14,10 34,4

β 245
α 18h 4m, δ — 30° 45′.

6., mit einem Begleiter 10. Gr., den Burnham am 6-Zoller entdeckte. See 1897,50: d = 4,67″, p = 353,6°.

μ (β 292)
α 18h 8m, δ — 21° 6′.

Fünffach; A 4., B 11., C 13,5., D 9,5., E 9,5. Gr. Den schwachen Stern C fand Burnham 1878 am 26-Zoller, die übrigen wurden schon 1830 von J. Herschel beobachtet. See 1897,71: AB d = 17,24″, p = 258,1°. Burnham 1899,55: AC d = 25,92″, p = 119,0°. Hough 1892,57: AD 48,78″, 311,9°; AE d = 50,02″, p = 114,8°.

16 (β 286)
α 18h 9m, δ — 20° 25′.

6., mit einem Begleiter 12. Gr., den Burnham 1878 am 26-Zoller entdeckte. See 1897,73: d = 6,22″, p = 217,2°.

η (β 760)
α 18h 11m, δ — 36° 47′.

Vierfach; A 3,5., B 11,4., C 13., D 10. Gr. B und D von Burnham 1879 am 6-Zoller, C von Aitken am 36-Zoller entdeckt. Burnham 1897,38: AB d = 3,87″, p = 105,3°. Aitken 1896,48: AC d = 33,34″, p = 376,2°; 1896,47: AD d = 93,14″, p = 303,8°.

21
α 18h 19m, δ — 20° 35′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 9. Gr. Letzterer steht nach Jacob in d = 1,8″, p = 297°.

ν^1 (β 1033)
α 18h 49m, δ — 22° 48′.

Von Herschel als doppelt erkannt, von Burnham 1888 am 36-Zoller als dreifach nachgewiesen. A 4,5., B 12., C 10,5. Gr.

1898,54 AB d = 2,32″, p = 106,4°.
1898,58 AC 28,22 59,6

h 5112
α 19h 18m, δ — 18° 12′.

Vierfach, davon drei Sterne 7,5., der vierte 10. Gr. Die ersteren hat schon

J. Herschel 1836 beobachtet, der letztere ist von Stone gesehen worden. Dieser giebt folgende Positionen:

1877 AB $d = 23{,}5''$, $p = 233{,}5°$
1877 BD 23,7 137,8

52 (β 654)
α 19h 31m, δ — 25° 6′.

Der Hauptstern 5,1., der Begleiter 11,5. Gr., letzterer von Burnham 1878 am 18½-Zoller entdeckt. Doolittle 1898,73: $d = 3{,}02''$, $p = 163{,}0°$.

54
α 19h 35m, δ — 16° 32′.

Dreifach, von John Herschel entdeckt. Der Hauptstern 5,5., der nähere Begleiter 13., der andere 8. Gr. Burnham giebt folgende Positionen:

1878,69 AB $d = 45{,}5''$, $p = 41{,}7°$
1878,69 AC 35,7 244,5

55 (β 1288)
α 19h 37m, δ — 16° 21′.

5. Gr. Von Burnham 1889 mit dem 12-Zoller auf Mt. Hamilton untersucht und als aus zwei Sternen 5,5. Gr. bestehend erkannt. $d < 0{,}2''$, $p = 340{,}7°$. Später hat er den Stern nicht mehr beobachtet. Auf sein Ersuchen prüfte Prof. Aitken denselben 1899 am 36-Zoller, konnte aber nur die Vermutung einer kleinen Verlängerung des Sternscheibchens konstatieren.

$\varkappa^2$ (β 763)
α 20h 17m, δ — 42° 44′.

6., mit einem Begleiter 8,9. Gr., den Burnham 1887 am 6-Zoller entdeckte. Aitken 1898,58: $d = 1''$, $p = 212{,}9°$.

B. Veränderliche Sterne.

X
α 17h 41m, δ — 27° 48′.

Von J. Schmidt 1866 als veränderlich erkannt. Die Helligkeit wechselt zwischen 4. und 6. Gr., die Periode ist 7,01185d mit kleinen Ungleichheiten. Die Farbe ist nach Schmidt gelb.

W
α 17h 59m, δ — 29° 35′.

Gelb, 1866 von Schmidt als veränderlich erkannt. Die Beobachtungen zeigen starke Unregelmäßigkeiten des Lichtwechsels, dessen Periode im Mittel 7,5946d beträgt. Im Maximum ist der Stern 4,8., im Minimum 5,8. Gr.

RS
α 18h 11m, δ — 34° 9′.

Maximum 6,4., Minimum 7,5. Gr. Von Gould 1874 entdeckt. Veränderlicher des Algoltypus.

Y
α 18h 16m, δ — 18° 54′.

Maximum 5,8., Minimum 6,6. Gr. Periode 5,7732d. Von Sawyer 1886 entdeckt.

U
α 18h 26m, δ — 19° 12′.

Gelbrot, 1866 von Schmidt als veränderlich erkannt. Periode 6,7446d. Maximum 7., Minimum 8,3. Gr.

N
α 18h 56m, δ — 13° 18′.

Ort der Nova von 1898.

C. D. —33°.14076
α 19h 10m, δ — 33° 42′.

Maximum 6,1., Minimum unter 11,3. Gr. Von E. E. Markwick als wahrscheinlich veränderlich erkannt, auf dem Harvard-Observatorium bestätigt. Der Stern besitzt ein Spektrum mit hellen Linien.

T
α 19h 10m, δ — 17° 9′.

Gelbrot. Maximum 7,6. bis 8,1., Minimum unter 11. Gr. Periode 384d. Von Pogson 1863 entdeckt.

R
α 19h 11m, δ — 19° 29′.

Rötlich. Maximum 7. bis 8., Minimum 12,5. Gr. Periode 258,7d. Von Pogson 1858 entdeckt. Spektrum der Klasse III_2 mit außerordentlich breiten und tiefen Banden in Grün und Blau, schwach in Rot (Dunér).

RR
α 19h 50m, δ — 29° 27′.

Maximum 7,5., Minimum unter 12,5. Gr. Periode 338d. Von Thome 1891 entdeckt.

RU
α 19h 52m, δ — 42° 7′.

Maximum 8., Minimum unter 12,6. Gr. Periode unbekannt. Entdeckt 1891 am Harvard-Observatorium.

RT
α 20h 11m, δ — 39° 25′.

Maximum 7,5., Minimum unter

11. Gr. Periode 311d. Von Paul angegeben.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

6514 (*M* 20)

α 17h 56m, δ — 23° 2′.

Merkwürdiger, vielfacher Nebel. Messier beschreibt an seinem Orte einen Haufen Sterne, den er am 5. Juni 1764 entdeckte und am 22. März 1781 wieder beobachtete. W. Herschel sah 1784 hier drei Nebel „zart verbunden, ein Dreieck bildend". In der Mitte sah er einen schönen Doppelstern. Das Ganze erschien von beträchtlicher Ausdehnung (7′). John Herschel gab 1833 eine Abbildung des

Fig. 110.

Fig. 111.

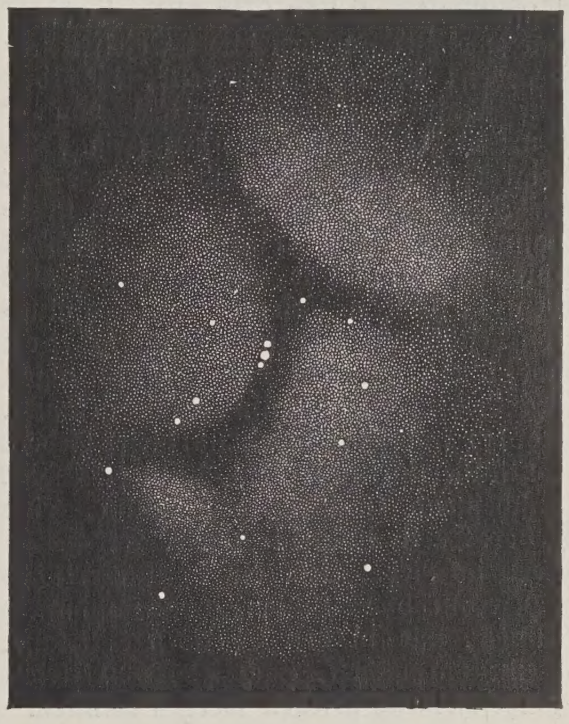


Fig. 112.

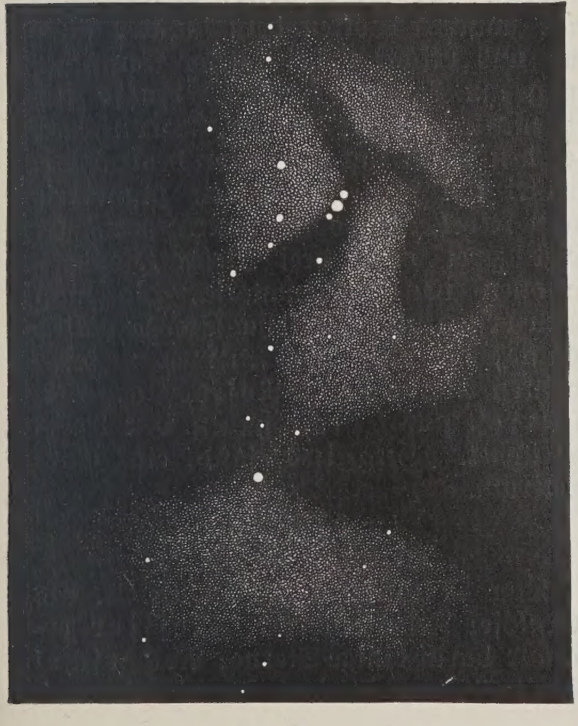


Fig. 113.

Nebels, in welcher der Doppelstern, samt einem dritten schwachen Begleiter, den Mittelpunkt des dunklen Raumes zwischen den drei Nebeln einnimmt (Fig. 110). Mason und Smith sahen 1839, daß der dreifache Stern nicht mehr in dem dunklen Raume, sondern vielmehr auf der Grenze des östlichen Nebels stand (Fig. 111). Dasselbe bestätigt John Herschels Zeichnung aus der Zeit seines Aufenthalts am Kap (Fig. 112). Lassell hat zwei Zeichnungen dieses Objektes angegeben; die letzte und beste, die 1862 auf Malta mit dem Spiegel von 4′ Durchmesser erhalten worden (Fig. 113), zeigt eine gänzlich veränderte Lage der Nebelmassen, so daß man danach überhaupt nur von einem Doppelnebel sprechen kann. Die Beobachtungen mit dem 26zölligen Refraktor zu Washington bestätigen dies, und Prof. E. Holden hat überhaupt auf die Veränderungen des Nebels zuerst aufmerksam gemacht. Keeler findet das Spektrum dieses Nebels kontinuierlich, aber kurz, denn es endigt anscheinend in Grün und Blau, eine hellere Partie ist in der Mitte. Der hellste Kern im Nebel giebt ein kontinuierliches Spektrum ohne Linien, obgleich dunkle Linien, wie in den Spektren 1. Klasse, wenn vorhanden, nach Keelers Urteil wahrscheinlich gesehen werden könnten.

6523 (*M* 8)
α 17h 58m, δ — 24° 23′.

Großer Sternhaufen, unter günstigen Umständen dem bloßen Auge eben erkennbar, nahe bei (6. Gr.) 9 Sagittarii. In einem kleinen Fernrohre erscheint ein heller Nebel; ein 3zölliger Refraktor zeigt schon die Sterne. Einem hellen, dreifachen Sterne folgen eine auflösbare, leuchtende Masse und mehrere merkwürdig gruppierte Sterne.

6531 (*M* 21)
α 17h 59m, δ — 22° 30′.

Großer Sternhaufen, von Messier entdeckt. Die Sterne sind von der 8. Gr. ab; in schwachen Teleskopen erscheinen sie mit Nebel vermischt.

6568
α 18h 7m, δ — 21° 37′.

Von W. Herschel 1786 Mai 26. entdeckter Sternhaufen, 15′ Durchmesser. Die Sterne sind ziemlich klein und unregelmäßig zerstreut.

6626 (*M* 28)
α 18h 18m, δ — 24° 55′.

Von Messier als schwacher, sternloser Nebel beschrieben, von Herschel in zahllose kleine Sternchen aufgelöst. Durchmesser 2′.

M 25
α 18h 24m, δ — 19° 2′.

Von Messier 1764 Juni 20. entdeckt und als Haufen kleiner Sterne ohne Nebeligkeit beschrieben. Schon ein schwaches Fernrohr zeigt die einzelnen Sterne. Burnham hat darin mehrere Doppelsterne gemessen, darunter einen mit $d = 0{,}6''$.

6656 (*M* 22)
α 18h 30m, δ — 23° 59′.

Dieser Nebel (zwischen μ und σ Sagittari) wurde 1665 von Abraham Ihle entdeckt, als er den Saturn beobachtete. Messier konnte keinen Stern in ihm wahrnehmen und bezeichnet ihn als rund und mit einem nicht achromatischen Fernrohre von $3\frac{1}{2}$′ Brennweite gut sichtbar. Herschels 10füßiges Teleskop löste den Nebel in einen Sternhaufen auf. Gegen die Mitte zu stehen die Sterne dichter. Durchmesser 8′.

6818
α 19h 38m, δ — 14° 24′.

Ein planetarischer Nebel, 15″ Durchmesser, von W. Herschel 1787 August 8. entdeckt. Secchi bemerkt, dieser Nebel sehe zwischen Wolken dem Jupiter ähnlich und erscheine bei starker Vergrößerung am Rande zerrissen. Rosse sah die mittleren Teile dunkler. Burnham, der den Nebel am 36-Zoller beobachtete, erklärt ihn für einen echten planetarischen Nebel, aber ohne Centralstern. Er zeigt zwei oder drei kleine Kondensationen von Nebelmaterie, die man beim ersten Blick für feine Sterne halten könnte, die aber nach Burnham keine wahren Sterne sind. Rosse, Lamont, d'Arrest und Secchi haben den Nebel gezeichnet. Huggins fand ein Gasspektrum.

6864 (*M* 75)
α 20h 0m, δ — 22° 1′.

Von Mechain 1785 August 28. als sternloser Nebel entdeckt. Messier erkannte darin einige Sterne; W. Herschel löste das Ganze in einen Sternhaufen auf.

Scorpius. (Der Skorpion.)

A. Doppelsterne.

2 (β 36)
α 15h 48m, δ — 25° 1′.

5,5., mit einem von Burnham 1877 am 6-Zoller entdeckten Begleiter 8. Gr. Scott 1898,49: $d = 2{,}88''$, $p = 275{,}8°$.

π (β 622)
α 15h 53m, δ — 25° 49′.

6., mit einem wahrscheinlich nur optischen Begleiter 11,5. Gr. Letzterer 1878 von Burnham am 18½-Zoller entdeckt. 1899,44: $d = 50{,}21''$, $p = 132{,}2°$.

ξ (Σ 1998)
α 15h 59m, δ — 11° 6′.

Ein dreifaches System, A 4,9., B 5,2., C 7,2. Gr. In der Nähe steht der Doppelstern (Σ 1999), dessen Komponenten D 7,4., E 8,1. Gr. 10,5″ voneinander stehen. Beide Sternsysteme scheinen physisch miteinander verbunden, da sie gleiche Eigenbewegung besitzen. Die gegenseitige Lage von A und D ist gegeben durch folgende Messungen Mädlers 1834: $d = 280''$, $p = 168{,}9°$. Der Begleiter B ist schwer zu sehen; 1863 vermochte Dembowski AB nicht zu trennen, dagegen fand Engelmann:

1884 AB	$d = 1{,}35''$,	$p = 195{,}7°$
1883 AC	7,13	65,9

β (β 947)
α 16h 0m, δ — 19° 32′.

Schon Tobias Mayer erkannte, daß dieser Stern 2. Gr. einen Begleiter hat, aber erst W. Herschel maß 1779 Distanz und Position des letzteren. Dieser ist 6. Gr. Eine Veränderung in der Lage des Begleiters ist nicht nachweisbar. Den Hauptstern zerlegte Burnham 1879 am 18½zölligen Refraktor bei 90facher Vergrößerung in zwei Sterne 2. und 10. Gr. Zur Darstellung dieses Begleiters ist nach Burnham mindestens ein 12zölliger Refraktor erforderlich. Aitken 1897,57: AB $d = 1''$, $p = 90{,}6°$; Hall 1888,08: AC $d = 13{,}62''$, $p = 24{,}8°$.

11 (β 39)
α 16h 2m, δ — 12° 29′.

6., mit einem Begleiter 9,7. Gr., letzterer von Burnham 1872 am 6-Zoller entdeckt. 1899,38: $d = 3{,}31''$, $p = 258{,}3°$.

ν (β 120)
α 16h 6m, δ — 19° 13′.

Bereits von Tobias Mayer als Doppelstern gesehen, aber 1846 zerlegte Mitchel am 10½zölligen Refraktor zu Cincinnati den Begleiter abermals in zwei Sterne. Weder die beiden Herschel noch South vermochten die Duplizität des Trabanten zu erkennen, während ein 5zölliger Refraktor sie zeigt. Burnham fand 1878, daß auch A doppelt ist, so daß es sich also um ein vierfaches System handelt. Der Hauptstern A ist weiß und 4., B 6,5., C 7., D 8. Gr. Aitken 1897,48: AB $d = 0{,}71''$, $p = 360{,}6°$; CD $d = 2{,}05''$, $p = 43{,}6°$. Barnard 1897,60: (AB) C $d = 41{,}12''$, $p = 326{,}4°$.

σ
α 16h 15m, δ — 25° 22′.

Der Hauptstern ist nach Heis 3. bis 4. Gr., den Begleiter, der etwa 9. Gr. ist, sah zuerst W. Herschel am 3. März 1783. O. Stone 1878: $d = 20{,}4''$, $p = 273{,}0°$.

α (Antares) (Σ^1 1819)
α 16h 23m, δ — 26° 13′.

Dieser glänzende Stern wird von Smyth feurigrot genannt. Der Begleiter wurde schon früher vermutet. Bürg in Wien sah 1819 April 13. beim Austritt hinter dem Mondrande einen Stern 6. bis 7. Gr., der erst nach 5s die Helligkeit von α plötzlich erreichte. Er vermutete hiernach, α sei ein Doppelstern. Den Begleiter mit dem Hauptstern gleichzeitig sah erst Grant 1844, dann 1849 Pater Rosa in Rom mit einem 6zölligen Refraktor von Cauchoix, und fast gleichzeitig Mitchel in Cincinnati mit einem Merzschen Achromaten von 10½″ Öffnung. Dieser Begleiter ist 7. bis 8. Gr. Secchi bezeichnete den Begleiter als bläulich; als bei einer Bedeckung durch den Mond 1856 der Begleiter zuerst allein hinter dem dunklen Mondrande hervortrat, sah ihn Dembowski grünlich. Schiaparelli 1875: $d = 3{,}22''$, $p = 273{,}9°$.

β 1116

α 16h 38m, δ — 27° 16′.

6,5., mit einem Begleiter 11,7. Gr., den Burnham 1889 am 12-Zoller entdeckte. See 1897,48: $d = 2{,}21''$, $p = 356{,}7°$. See maß noch einen Stern 14. Gr. in $d = 25{,}42''$, $p = 197{,}0°$.

β 416

α 17h 12m, δ — 34° 52′.

Von J. Herschel als doppelt beobachtet, von Burnham durch Zerlegung des Hauptsterns 1876 am 6-Zoller als dreifach erwiesen. *A* 6., *B* 8,3., *C* 10,5. Gr. Aitken:

1899,38	$d = 1{,}83''$,	$p = 300{,}2°$
1898,41	30,22	130,4

Der Burnhamsche Begleiter hat eine rasche Umlaufsbewegung (nach See von 30 Jahren), und die starke Eigenbewegung läßt die Vermutung einer meßbaren Parallaxe des Hauptsterns gegründet erscheinen. See maß noch einen Stern 13,2. Gr. in $d = 55{,}42''$, $p = 86{,}1°$.

B. Veränderliche Sterne.

T

α 16h 11m, δ — 22° 44′.

Nova von 1860. Siehe unter Nebelflecke 6093 und S. 384.

U

α 16h 17m, δ — 17° 39′.

Von Pogson 1863 als Stern 9. Gr. gesehen. Derselbe nahm in 12 Tagen bis zur Unsichtbarkeit (< 12. Gr.) ab und ist seitdem nicht wiedergesehen worden.

RS

α 16h 48m, δ — 44° 56′.

Maximum 7., Minimum 11,4. Gr. Periode 307d (?). Entdeckt 1890 am Harvard-Observatorium.

RR

α 16h 50m, δ — 30° 25′.

Maximum 6,7. bis 7,7., Minimum 9,3. bis 10. Gr. Periode 282d. Entdeckt von Thome und Mrs. Fleming. Der Stern besitzt ein Spektrum mit hellen Linien.

RV

α 16h 52m, δ — 33° 27′.

Rot. Maximum 6,8., Minimum 7,6. Gr. Periode 6,15d (?). Von Roberts 1891 entdeckt.

C. Nebelflecke.

6093 (*M* 80)

α 16h 11m, δ — 22° 44′.

Kometenartig, in der Mitte zwischen α und β. Mechain sah ihn zuerst am 27. Januar 1781. Messiers Fernrohr zeigte ihn als Nebel ohne Sterne, rund und im Centrum glänzend. In Herschels 20füßigem Teleskope erschien er als kugelförmiger Haufen äußerst kleiner und sehr zusammengedrängter Sterne, 3 bis 4′ im Durchmesser und sehr allmählich heller gegen die Mitte hin. Am Umfange sind die Sterne, bemerkt W. Herschel, deutlich zu unterscheiden und die kleinst denkbaren. Nur starke Instrumente lösen den Nebel auf, sonst erscheint er hell mit deutlicher centraler Verdichtung. In demselben entdeckte Auwers am 21. Mai 1860 einen hellen Stern 6,5. Gr., der drei Tage früher dort nicht sichtbar war. Pogson hatte denselben Nebel seit 1857 häufig beobachtet, da er mit zwei veränderlichen Sternen *R* (α 16h 12m, δ — 22° 42′) und *S* (α 16h 12m, δ — 22° 39′) ziemlich im Gesichtsfelde des Fernrohres ist, aber nie etwas Auffälliges bemerkt. Am 28. Mai 1860 sah er plötzlich einen Stern 7,6. Gr. an dem Orte des Nebels; am 10. Juni war der Stern nicht mehr sichtbar, aber der Nebel sehr hell. Seitdem ist der Stern nicht mehr wiedergesehen worden, nur Schoenfeld glaubte 1869 am 1. Juni eine unsichere Spur desselben wahrzunehmen. Fig. 114 giebt eine Karte der Gegend des Nebels 6093 und der Umgebung der beiden Veränderlichen *R* und *S* nach G. Knott. Folgendes sind die Helligkeiten der mit Buchstaben bezeichneten Vergleichssterne:

a = 7,0. Gr.		*f* = 10,3. Gr.	
b = 8,2.	„	*g* = 11,0.	„
c = 8,4.	„	*h* = 12,3.	„
d = 9,4.	„	*k* = 13,0.	„
e = 9,7.	„		

6121 (*M* 4)

α 16h 18m, δ — 26° 17′.

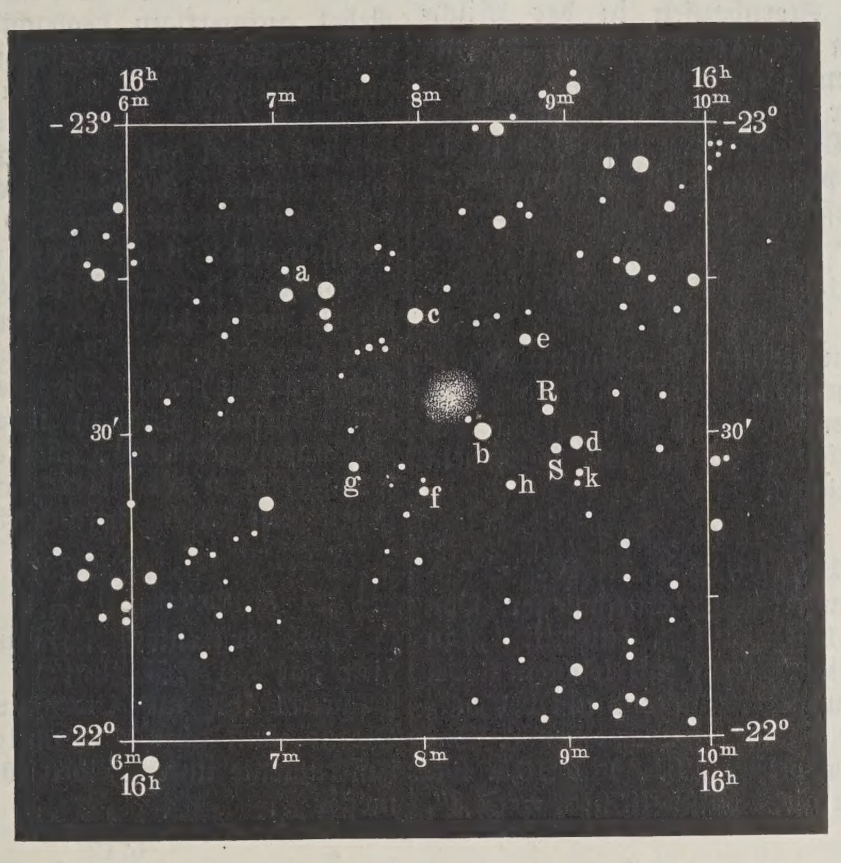
Ein ansehnlicher Sternhaufen, den Lacaille entdeckte. Messier erkannte bereits die einzelnen Sterne. Sein Durchmesser beträgt $2\frac{1}{2}'$. Herschel sah die Sterne im 10füßigen Teleskope zahlreich und bis zu den kleinsten Lichtpünktchen.

6266 (*M* 62)

α 16h 55m, δ — 29° 58′.

Runder, heller Nebel, 2′ groß mit centraler Verdichtung. Von Messier 1779 Juni 4. entdeckt und als schöner Nebel, einem kleinen Kometen ähnlich, beschrieben. In sehr starken Instrumenten zeigt er sich als kugelförmiger Sternhaufen, aus sehr kleinen Sternchen bestehend.

Fig. 114.



Umgebung der Veränderlichen *R* und *S*, sowie des Nebelflecks 6093 im Skorpion. Nach G. Knott.

Scutum Sobiesii. (Der Sobieskische Schild.)

A. Doppelsterne.

Σ 2325

α 18h 26m, δ — 10° 52′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 9. Gr., Struve fand 1829: $d = 12{,}3''$, $p = 257{,}9°$. Eine Stellungsänderung des Begleiters ist nicht nachweisbar.

Σ 2391

α 18h 43m, δ — 6° 7′.

Der Hauptstern ist 6,2., der Begleiter 9. Gr., und Struve giebt folgende Position des letzteren: $d = 37{,}9''$, $p = 332{,}6°$.

B. Veränderliche Sterne.

R

α 18h 42m, δ — 5° 49′.

Rot; von Pigott 1795 als veränderlich erkannt. Nach Argelander beträgt die Periode 71d, doch ist sie äußerst unregelmäßig. Helle und schwache Minima wechseln oft miteinander ab. Im Maximum erreicht der Stern oft 5., im Minimum sinkt er zu 8,5. Gr. herab, in einzelnen Minimis noch tiefer, in anderen kaum bis 6,5. Gr. Im Maximum sind die Schwankungen geringer, betragen aber doch eine halbe Größenklasse. Der

Stern zeigt ein Spektrum des III. Typus mit dunklen Banden in allen Teilen desselben.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

6603 (*M* 24)
α 18h 13m, δ — 18° 72′.

Großer Sternhaufen in der Milchstraße, von Messier 1764 Juni 20. entdeckt. Dem bloßen Auge als Hervorragung der Milchstraße erscheinend und $1^1/_2{}^0$ im Durchmesser. Von Gould in Cordoba photographisch aufgenommen und vermessen.

6611 (*M* 16)
α 18h 13m, δ — 13° 49′.

Großer Sternhaufen von 8′ Durchmesser. In kleinen Ferngläsern nebelartig erscheinend. Von Messier 1764 Juni 3. entdeckt und beschrieben als „Haufen kleiner Sterne mit schwachem Licht vermischt".

6613 (*M* 18)
α 18h 14m, δ — 17° 10′.

Sternhaufen von 5′ Durchmesser. Von Messier 1764 Juni 3. entdeckt. „Ein Haufen kleiner Sterne mit leichtem Nebel umgeben, weniger glänzend als der vorhergehende (6611)." Durchmesser 5′. Darin ein Doppelstern 8,5. und 10,5. Gr. Burnham giebt dafür 1879: $d = 24{,}8''$, $p = 133°$.

6618 (*M* 17)
α 18h 14m, δ — 16° 14′.

Der Omeganebel, wegen seiner Ähnlichkeit mit einem griechischen Omega. Besser ist die Gestalt des Nebels mit derjenigen eines Hufeisens zu vergleichen. Im Sucher sichtbar. Messier beschreibt ihn als spindelförmigen Lichtstreifen ohne Sterne, 5 bis 6′ lang, den man mit einem $3^1/_2$füßigen Fernrohre bei heiterm Himmel sehr gut sehen könne. Indes hat Messier nur den vorausgehenden hellen Arm gesehen, und erst der ältere Herschel vermochte den ganzen Nebel wahrzunehmen. Der jüngere Herschel fand den Lichtknoten im östlichen Teile des hellen Armes auflösbar. Lamont, der den Nebel aufmerksam beobachtete, hat in unmittelbarer Nähe desselben 35 Sterne gefunden, von denen 9 in Herschels Zeichnung fehlen. Er zweifelte nicht daran, daß der Nebel aus einer Masse sehr entfernter Sterne bestehe. Die spektroskopische Untersuchung durch Huggins hat indessen ein Linienspektrum gezeigt.

Holden hat alle Beobachtungen dieses Nebels genau diskutiert, und kommt zu dem Ergebnisse, daß Veränderungen hier stattgefunden haben. Die Sterne um den Nebel herum sind in ihren relativen Stellungen geblieben, aber ein hufeisenförmiger Arm des Nebels hat seine Lage gegen diese Sterne verändert.

6694 (*M* 26)
α 18h 40m, δ — 9° 30′.

Grob zerstreuter Sternhaufen. Messier hat ihn 1764 Juni 20. entdeckt und beschreibt ihn als Sternhaufen, dessen Sterne man aber nur an einem guten Instrumente unterscheiden könne. Durchmesser 2′.

6712
α 18h 48m, δ — 8° 50′.

Von W. Herschel 1784 Juni 16. entdeckt und als glänzender Nebel bezeichnet, sehr groß und von unregelmäßiger Gestalt. J. Herschel löste ihn in einen kugelförmigen Sternhaufen auf, 6′ im Durchmesser, aus zahlreichen, sehr gedrängt stehenden, kleinen Sternen bestehend.

Serpens. (Die Schlange.)

A. Doppelsterne.

2 (β 348)
α 14h 57m, δ + 0° 14′.

Ein sehr enger Doppelstern 6. und 7,8. Gr. von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckt. Herm. Struve 1885,53: $d = 0{,}50''$, $p = 119{,}7°$.

5 (Σ 1930)
α 15h 14m, δ + 2° 9′.

Von Herschel 1783 als Doppelstern entdeckt, aber 1836 von Struve im Dorpater Refraktor als dreifach erkannt, indem der Hauptstern selbst länglich erschien. Mädler sah 1844 die Trennung und schätzte $d = 0{,}2''$. Diese Central-

sterne 5. Gr. haben einen schwachen Begleiter 10. Gr. Struve 1834: $d = 10{,}20''$, $p = 40{,}81^0$.

6 (β 32)

α 15h 16m, δ + 1° 4′.

4,7. Gr. mit einem Begleiter 10,9. Gr., von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckt. Doolittle 1898,20: $d = 2{,}63''$, $p = 14{,}5^0$.

δ (Σ 1954)

α 15h 30m, δ + 10° 53′.

Von W. Herschel 1782 entdeckt. Der gelbliche Hauptstern ist 3. Gr., der Begleiter 4. Gr. Jedrzejewicz 1880: $d = 3{,}48''$, $p = 190{,}5^0$.

β 619

α 15h 39m, δ + 14° 0′.

6,5. Gr. mit einem Begleiter 7,7. Gr., letzterer 1878 von Burnham am 18½-Zoller entdeckt. Schiaparelli 1894,50: $d = 0{,}55''$, $p = 363{,}1^0$.

α (Σ^1 1724)

α 15h 39m, δ + 6° 44′.

Dieser Stern 2,3. Gr. hat nach Sir John Herschel in $d = 50$ bis $60''$, $p = 2^0$ einen schwachen Begleiter 14. bis 15. Gr. (= 10,7. Gr. nach Struve). Burnham fand 1879 den Begleiter 12. Gr. und $d = 58{,}7''$, $p = 353{,}2^0$.

β (Σ 1970)

α 15h 42m, δ + 15° 44′.

Von W. Herschel 1781 als dopelt erkannt. Der bläulichweiße Hauptstern ist 3. Gr., der Begleiter 9. Gr. Struve 1832: $d = 30{,}64''$, $p = 265{,}0^0$. Eine Stellungsänderung seitdem ist nicht nachgewiesen.

49 (Σ 2021)

α 16h 9m, δ + 13° 48′.

Der Hauptstern ist 6,5., der Begleiter 6,7. Gr. Engelmann 1883: $d = 3{,}71''$, $p = 329{,}9^0$. Eine Stellungsveränderung des Begleiters seit Struves Zeit ist nicht nachweisbar.

ν (Σ^1 1925)

α 17h 15m, δ − 12° 45′.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Der Hauptstern 4,5. Gr. hat einen Begleiter 8. Gr. Hall 1863: $d = 48{,}1''$, $p = 31{,}6^0$.

η

α 18h 16m, δ − 2° 55′.

Dieser etwas gelbliche Stern 3. Gr. hat einen sehr schwachen Begleiter, den Struve 1836 12. Gr. schätzte. Die Position war damals: $d = 112{,}7''$, $p = 77{,}2^0$.

59 (Σ 2316)

α 18h 22m, δ + 0° 8′.

Von W. Herschel 1781 entdeckt. Der Hauptstern 5,5. Gr. und gelb, der Begleiter 7,8. Gr. und blau. Struve 1828: $d = 3{,}95''$, $p = 314{,}1^0$. Gledhill 1874: $d = 3{,}6''$, $p = 315{,}6^0$.

ϑ (Σ 2417)

α 18h 51m, δ + 4° 4′.

Schon Bradley sah diesen Doppelstern. Der Hauptstern ist 4,0., der Begleiter 4,2. Gr.; beide gelblichweiß. Struve 1830: $d = 21{,}657''$, $p = 103{,}8^0$. Eine Stellungsänderung seitdem hat nicht stattgefunden. Der Hauptstern ist vielleicht veränderlich.

B. Veränderliche Sterne.

S

α 15h 17m, δ + 14° 40′.

Rot, Maximum 7,6. bis 8,7. Gr., Minimum 12,5. (?) Gr. Periode 365,4d. Von Harding 1828 entdeckt.

R

α 15h 46m, δ + 15° 26′.

Rötlich. Maximum 5,6. bis 7,6., Minimum 13. Gr. Periode 357d. Von Harding 1826 entdeckt. Schönes Spektrum des III. Typus, die Banden in Blau sehr breit, so daß sie dasselbe ganz diskontinuierlich machen (Dunér 1883).

d

α 18h 22m, δ + 0° 8′.

Rötlich. Maximum 5., Minimum 5,7. Gr. Periode 8,72d. Von Yendell entdeckt.

C. Sternhaufen.

—

α 17h 21m, δ − 12° 40′.

Ein sternähnliches Objekt, von Nebel begleitet, 0,7m von dem Stern *BD* − 12° 4698. Von Bigourdan in Paris entdeckt.

6633

α 18h 23m, δ + 6° 30′.

Ein großer, grob zerstreuter Sternhaufen, von Miß Caroline Herschel 1783 entdeckt. Von Ryland ist die Gruppe vermessen worden. In der Nähe der Veränderliche *T* Serpentis.

Sextans. (Der Sextant.)

A. Doppelsterne.

9 (Σ^{I} 1160)
α 9h 49m, δ + 5° 26′.

Der Hauptstern 6,7. Gr. ist rot, der Begleiter 9. Gr. Maine 1863: d = 53,1″, p = 292,2°.

35 (Σ 1466)
α 10h 38m, δ + 5° 16′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 7,2. Gr. Struve 1825: d = 6,7″, p = 240,8°. Eine Stellungsänderung seitdem ist nicht nachweisbar. South hat noch einen schwachen Stern in d = 333″, p = 209,5° gemessen.

41
α 10h 45m, δ — 8° 22′.

Dreifach. Der Hauptstern ist 6., der entferntere Begleiter 9. Gr., der nähere 11. Gr. Burnham hat 1899 folgende Positionen gemessen:

AB	d = 26,9″,	p = 303,8°
AC	233,4	72,3

Die beiden Begleiter erfordern ein kraftvolles Instrument.

B. Nebelflecke.

3115
α 10h 0m, δ — 7° 14′.

Ein glänzender Nebel mit zarten Ausläufern, von W. Herschel 1787 Febr. 22. entdeckt. Der Mittelpunkt ist heller und der Nebel verträgt nach Webb eine ansehnliche Vergrößerung. W. Herschel konnte ihn indessen mit 6zölligem Spiegel kaum erkennen.

3166, 3169
α 10h 9m, δ + 3° 55′.

Ein schöner Doppelnebel, wovon W. Herschel nur den hellern sah. d'Arrest hat beide am $10\frac{1}{2}$zölligen Refraktor in Kopenhagen beobachtet.

Taurus. (Der Stier.)

A. Doppelsterne.

7 (Σ 412)
α 3h 29m, δ + 24° 8′.

W. Herschel erkannte 1792 hier nur einen Doppelstern, von dem er jedoch keine Messungen giebt. Der Hauptstern ist 6. Gr., der Begleiter 10. Gr. steht in d = 22″. Auch South und J. Herschel vermochten nur diesen Begleiter zu sehen. Der Dorpater Refraktor zeigte jedoch, daß der Hauptstern selbst doppelt ist. An 600facher Vergrößerung fand Struve 1830 d = 0,69″. Dieselbe nahm langsam ab, denn Mädler giebt 1842 d = 0,56″, später vermochte er keine Trennung mehr zu erkennen; auch Dembowski sah 1863 nur eine längliche Figur. Hall schätzte 1889 am 26-Zoller zu Washington d = 0,2″.

η (Alkyone)
α 3h 42m, δ + 23° 48′.

Ein vierfacher Stern und schon in achromatischen Ferngläsern von 2″ Objektivdurchmesser gut zu sehen. Der Hauptstern η ist 3,5. Gr., 118″ von ihm entfernt steht ein Stern B 6,5. Gr. in p = 289°. Ein zweiter Stern 7. Gr. C steht von B 115,6″ in p = 344°, und endlich steht der dritte Stern D gegen B in d = 115″, p = 303°.

27 (Σ 453)
α 3h 43m, δ + 23° 45′.

Struve sah 1827 bei diesem Sterne 4. Gr. in d = 0,79″, p = 107,5° einen Begleiter 8. Gr.; 1833 fand er d = 0,35″, p = 29,2°. Die Sterne waren damals nicht vollständig mehr zu trennen. Struve versuchte bis 1836 fast alljährlich, den Begleiter aufzufinden, sah aber nur einen runden Stern; auch Mädler hat 1841 bis 1847 vergebens nach dem Begleiter gesucht. Burnham hat später den Stern mit dem großen Refraktor zu Chicago wiederholt untersucht und stets völlig rund gefunden; er hält die Wahrnehmung des Begleiters durch Struve für Täuschung.

36 (β 544)

α 3h 58m, δ + 23° 50′.

5,5. Gr. mit einem Begleiter 13,2. Gr., den Burnham 1877 am 18½-Zoller entdeckte. 1897,84: $d = 25{,}17''$, $p = 256{,}7°$.

Σ 510

α 4h 7m, δ + 0° 28′.

Ein gelblicher Stern 6,5. Gr. mit einem Begleiter 9,5. Gr. Struve 1831: $p = 10{,}7''$, $p = 300{,}5°$.

47 (β 547)

α 4h 9m, δ + 9° 1′.

Der Hauptstern 5,5. Gr. hat einen Begleiter 8. Gr. in nur 0,8″ Distanz, dann noch einen zweiten sehr schwachen Begleiter 13,5. Gr., beide von Burnham 1877 am 18½-Zoller entdeckt.

AB	1898,80	$d = 1{,}07''$,	$p = 361{,}4°$
$(AB)C$	1898,82	31,56	224,5

φ (Σ^1 423)

α 4h 14m, δ + 27° 7′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 8. Gr.; jener ist rot, dieser blau. Nach South 1821: $d = 56{,}8''$, $p = 240{,}3°$. Dembowski 1873: $d = 53{,}7''$, $p = 245{,}7°$.

χ (Σ 528)

α 4h 17m, δ + 25° 24′.

Von W. Herschel 1779 Oktober 30. entdeckt. Der Hauptstern ist 5,7. Gr. und weiß, der bläulichweiße Begleiter 7,8. Gr. und steht in $d = 19{,}3''$, $p = 25{,}3°$.

β 87

α 4h 17m, δ + 20° 32′.

6,6. und 10,5. Gr. Der Begleiter von Burnham 1875 am 6-Zoller entdeckt. Beide Sterne schön gefärbt, goldfarbig und blau, nach Dembowski. Burnham 1891,81: $d = 1{,}97''$, $p = 169{,}4°$.

$\varkappa^1$ $\varkappa^2$

α 4h 19m, δ + 22° 4′.

Zwei Sterne 5. und 6. Gr., 5′ 39″ voneinander entfernt. Zwischen ihnen steht der Doppelstern Σ 541, aus zwei äußerst lichtschwachen Sternen 11.2. und 11,6. Gr. bestehend. Dembowski 1873: $d = 5{,}0''$, $p = 324°$.

β 1186

α 4h 22m, δ + 10° 59′.

Ein Stern 6. Gr. mit einem Begleiter 9,7. Gr., den Burnham 1890 am 36-Zoller auffand. Aitken 1898,03: $d = 0{,}75''$, $p = 174{,}4°$.

Σ 548

α 4h 23m, δ + 30° 9′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 8. Gr. Struve 1831: $d = 14{,}1''$, $p = 35{,}8°$. Eine Stellungsänderung des Begleiters ist nicht nachweisbar.

ϑ^1, ϑ^2

α 4h 23m, δ + 15° 45′.

Beide Sterne stehen 337″ voneinander entfernt und sind mit bloßem Auge zu trennen. Der eine ist 4,7. Gr. und weiß, der andere 5. Gr. und gelblich. Die Distanz ist seit Flamsteeds Zeiten unverändert geblieben, so daß diese Sterne ein physisches System bilden.

80 (Σ 554)

α 4h 24m, δ + 15° 25′.

5. Gr. mit einem Begleiter 8. Gr., den W. Struve 1832 entdeckte. Seitdem hat die Distanz sehr abgenommen. Burnham 1879,0: $d = 0{,}57''$, $p = 7{,}4°$. 1890 war der Begleiter nicht mehr zu trennen.

α (β 550, β 1031)

α 4h 30m, δ + 16° 18′.

Dieser rote Stern 1. Gr. hat, wie schon Herschel beobachtete, einen Begleiter C 11. Gr. in $d = 117''$, Burnham fand 1877 am 18½-Zoller noch einen Begleiter B 14,2. Gr. (β 550), den er für den Chicagoer Refraktor als sehr schwieriges Objekt bezeichnet; 1888 am 36-Zoller zerlegte er den Herschelschen Begleiter C in zwei Sterne 9. und 13. Gr. mit 2″ Distanz (β 1031). „Diese Trennung ist zu schwierig für die meisten Teleskope“ (Burnham). Aitken 1898,10: AB $d = 31{,}30''$, $p = 109{,}7°$; Burnham 1899,02: AC $d = 117{,}99''$, $p = 34{,}6°$, CD $d = 1{,}89''$, $p = 278{,}5°$. Der Hauptstern hat ein interessantes Spektrum der Vogelschen Klasse IIa.

88 ($o\,\Sigma^2$ 52)

α 4h 30m, δ + 9° 57′.

Zwei Sterne 4. und 7,5. Gr. Dembowski 1874: $d = 69{,}3''$, $p = 299{,}0°$. Von W. Herschel 1780 September 24. zuerst beobachtet.

σ^1, σ^2

α 4h 34m, δ + 15° 43′.

Schon mit bloßem Auge zu trennen, der hellere Stern ist 4,6., der schwächere 5,5. Gr. $d = 429''$.

τ ($O\Sigma^2$ 54)
α 4^h 36^m, δ + 22^0 46′.

Schon von Christian Mayer als Doppelstern aufgeführt. Der Hauptstern 5., der Begleiter 7,2. Gr. $d = 63''$. Gelegentlich einer Bedeckung von τ durch den Mond 1899 Oktober 21. sah Hough am $18^1/_2$zölligen Refraktor zu Chicago, daß beim Austritt der Stern zuerst als 9. Gr. erschien, aber nach etwa 1^s plötzlich hell (4,5. Gr.) wurde. Der Hauptstern ist also wahrscheinlich für sich ein sehr enger Doppelstern.

96 (β 551)
α 4^h 44^m, δ + 15^0 44′.

Von J. Herschel 1831 als doppelt beobachtet; Burnham zerlegte 1878 am $18^1/_2$-Zoller den Herschelschen Begleiter in zwei Sterne. A 6., B 11,9., C 13,5. Gr.

1898,72 $B|C$ $d = 6{,}21''$, $p = 205{,}0^0$
AB 29,32 56,4

99 (β 1045)
α 4^h 52^m, δ + 23^0 48′.

6. Gr. mit einem Begleiter 13,7. Gr., den Burnham 1889 am 36-Zoller entdeckte. 1898,96: $d = 6{,}19''$, $p = 6{,}4^0$.

126 (β 1007)
α 5^h 36^m, δ + 16^0 29′.

Ein Stern 6. Gr., den Burnham 1881 am 12-Zoller auf Mt. Hamilton in zwei gleich helle Sterne zerlegte. $d = 0{,}27''$. 1890 war auch am 36-Zoller nur ein völlig runder Stern zu erkennen, aber 1892 sah Burnham die Sternscheiben wieder verlängert. Aitken 1899,17: $d = 0{,}18''$, $p = 244{,}3^0$.

136 (β 1054)
α 5^h 47^m, δ + 27^0 35′.

6. Gr. mit einem Begleiter 13,1. Gr., den Burnham 1889 am 36-Zoller entdeckte. 1898,94: $d = 15{,}01''$, $p = 232{,}7^0$.

$O\Sigma^2$ 58
α 4^h 53^m, δ + 14^0 24′.

Der Hauptstern 6,7., der nähere Begleiter B 7., der entferntere C 8. Gr. Dembowski giebt folgende Positionen:

AB $d = 39{,}2''$, $p = 304{,}9^0$
AC 54,7 88,4

Der Hauptstern ist grünlich, B bläulich.

B. Veränderliche Sterne.

X
α 3^h 48^m, δ + 7^0 29′.

Maximum 6,6,, Minimum 8,1. Gr. Periode unbekannt. Von Gould 1876 entdeckt.

λ
α 3^h 55^m, δ + 12^0 13′.

Von Baxendell 1848 entdeckt. Der Lichtwechsel vollzieht sich ähnlich wie bei Algol.

T
α 4^h 16^m, δ + 19^0 18′.

Irregulär. Maximum 9,2. bis 11,2., Minimum 12,8, bis $<13{,}5$. Gr. Von Hind 1861 entdeckt. Nahebei ein merkwürdiger veränderlicher Nebel.

W
α 4^h 22^m, δ + 15^0 49′.

Rot. Maximum 8. bis 8,8., Minimum 12,2. Gr. Irregulär.

R
α 4^h 23^m, δ + 9^0 56′.

Von Hind 1849 als veränderlich erkannt und sehr rot. Maximum 7,4. bis 9,2., Minimum 12,4. bis 13,5. Gr. Periode 325^d. Das Spektrum dieses roten Sterns gehört zur Klasse III. und zeigt nach Dunér (1879) ungewöhnlich breite, dunkle Banden.

V
α 4^h 46^m, δ + 17^0 22′.

Rötlich; verschwindet im Minimum selbst für starke Fernrohre und steigt im Maximum bis 8,5. Gr. Periodendauer etwa 168^d.

C. Sternhaufen und Nebelflecke.

Die Plejaden. Einer der schönsten Sternhaufen, dessen einzelne Glieder im Fernrohre so weit zerstreut sind, daß man nicht mehr einen einzelnen Haufen, sondern eine außerordentlich reiche Sternregion des Himmels erblickt. Mit bloßem Auge erkennt man in klaren Nächten 7 bis 10 einzelne Sterne. Die prachtvollen photographischen Aufnahmen dieses Sternhaufens, welche zuerst die Gebrüder Henry in Paris, dann auch andere herstellten, zeigen beträchtlich mehr Sterne als jede frühere Zeichnung und außerdem mehrere merkwürdige Nebelflecke.

Goldschmidt hat um 1869 zuerst vermutet, daß die ganze Plejadengruppe von einem ausgedehnten aber höchst feinen Nebel umgeben sei. Diese Vermutung ist später (1893) durch die photographischen

Aufnahmen von E. E. Barnard bestätigt worden, nachdem derselbe schon früher beim Suchen nach Kometen eine dunkle Nebeligkeit nördlich von den Plejaden wahrgenommen hatte. Nahe um dieselbe Zeit (von 1890 ab) hat auch Prof. Wolf in Heidelberg den äußern Nebel photographisch wahrgenommen und unlängst die (3) brauchbaren Aufnahmen, welche er überhaupt erhalten, zu einem Gesamtbilde der Außennebel um die Plejaden kombiniert, welches deren große Ausdehnung und sehr komplexe Struktur zeigt. (Abh. d. Kgl. Bayr. Akad. d. Wiss., 2. Kl., 20. Bd., 3. Abt.)

1435

α 3h 40m, δ + 23° 27′.

Nebel in den Plejaden, von Tempel am 19. Oktober 1859 mit einem 4zölligen Steinheilschen Refraktor entdeckt.

1514

α 4h 3m, δ + 30° 31′.

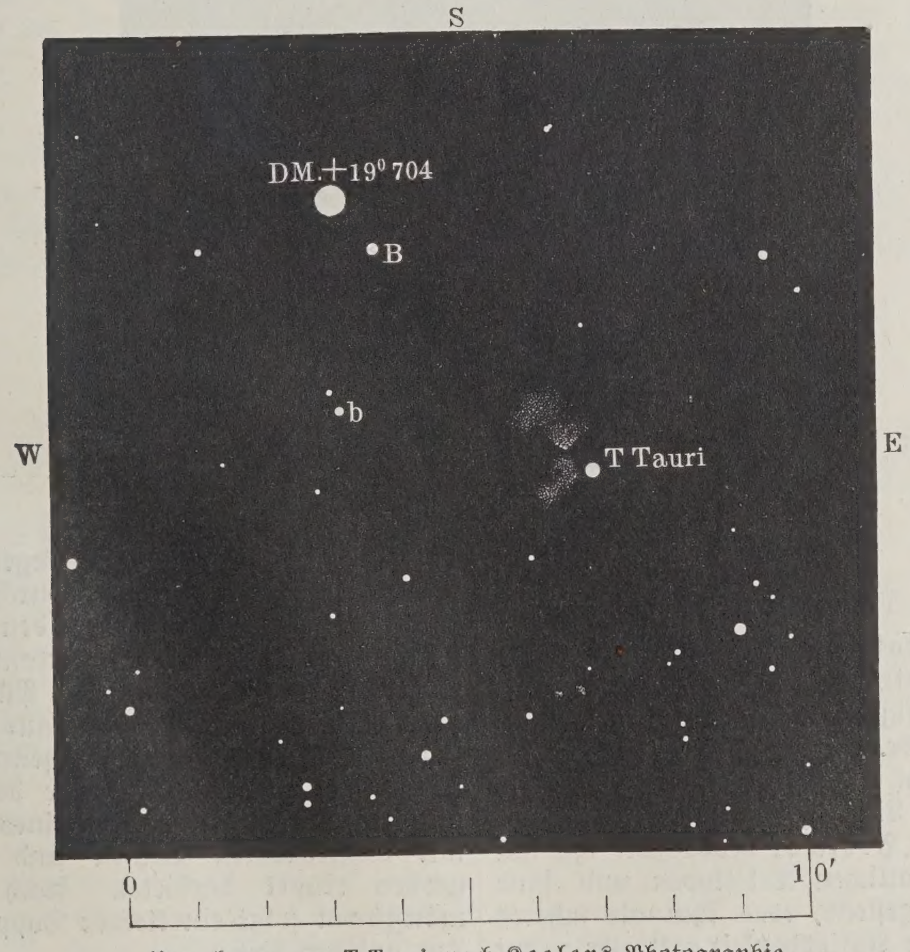
Ein planetarischer Nebel (nach Burnham), seine Oberfläche erscheint wie gefleckt, 12,6″ im Durchmesser mit einem Centralstern 8,6. Gr. Nahe dem Rande ein Stern 14. Gr.

1554

α 4h 16m, δ + 19° 17′.

Ein veränderlicher Nebel (s. S. 470). Auf der Lick-Sternwarte hat Prof. Keeler 1899 Dezember 6. und 27. am großen Crossley-Reflektor eine photographische Aufnahme der Umgebung des Nebels mit Exponierung von 4h Dauer gemacht. Dieselbe zeigt westlich neben *T* Tauri den Hindschen Nebel mit drei hellen Flecken, von denen der mittlere der hellste ist. An der Stelle von Struves Nebel findet sich ein Stern (*b*). Eine Untersuchung dieser Region 1900 Januar 20. ergab, daß bei bester Luft der 36-Zoller den Hindschen Nebel mit großer Schwierigkeit noch eben zeigt. An dem Orte von Struves Nebel wurde der Stern *b* zu 13. Gr. geschätzt. Fig. 115 zeigt eine 5fach vergrößerte Wiedergabe

Fig. 115.



Umgebung von *T* Tauri, nach Keelers Photographie.

eines Positivs der photographischen Aufnahme am Crossley-Reflektor auf einem Felde von 12′ im Quadrat.

1647

α 4h 40m, δ + 18° 53′.

Haufen grob zerstreuter Sterne, von W. Herschel 1784 Febr. 15. entdeckt. Die Sterne sind hell.

1758

α 4h 58m, δ + 23° 38′.

Ein ziemlich gedrängter Sternhaufen, von W. Herschel 1785 Dezember 26. entdeckt. Mit ihm zugleich im Gesichtsfelde und 2′ nördlicher ist ein gleichzeitig von Herschel entdeckter grobzerstreuter Haufen hellerer Sterne.

Fig. 116.

Der Nebelfleck N. G. K. 1952 im Stier.

1952 (*M*1)

α 5h 29m, δ + 21° 57′.

Lord Rosses Krab-Nebel (Fig. 116). Von Bevis 1731 entdeckt. In seiner Gesamthelligkeit nach Goletschek einem Stern 8. Gr. vergleichbar. Messier beschreibt ihn als Nebel ohne Sterne, als weißliches Licht in Gestalt einer Flamme. Der ältere Herschel beobachtete ihn mit seinen sämtlichen Teleskopen und fand sein Licht gefleckt, was ihm als sicheres Zeichen der Auflösbarkeit galt. Er nennt ihn einen der prachtvollsten Gegenstände des Himmels, 5′ im größten Durchmesser. Auch John Herschel sah den Nebel ähnlich. Erst Lord Rosse erkannte die einzelnen Sterne deutlich, als Pünktchen 12. bis 20. Gr. Vom Rande aus zeigen sich im Parsonstowner Riesenreflektor Ausläufer, so daß das Ganze den Anblick eines Krebses oder auch eines Käfers mit ausgestreckten Beinen und einem großen Rüssel darbietet. Nach Birmingham folgt ein kleiner Doppelstern 2m auf den Nebel.

Triangulum. (Das Dreieck.)

A. Doppelsterne.

Σ 197
α 1h 55m, δ + 34° 49′.

Der Hauptstern ist 7,3., der Begleiter 8,3. Gr. Die Position ist für 1873: d = 22,1″, p = 233°.

ε (Σ 201)
α 1h 57m, δ + 32° 49′.

Dieser Stern 5,5. Gr. hat einen lichtschwachen Begleiter in d = 4,1″, p = 116,8° (1877). Der Trabant ist 11. Gr. und erfordert einen 7zölligen Refraktor.

ι (Σ 227)
α 2h 7m, δ + 29° 50′.

Ein schöner Doppelstern 5. und 6. Gr., von W. Herschel 1781 entdeckt. Der Hauptstern ist gelb, der Begleiter blau. Doberck 1877: d = 3,86″, p = 75,6°. 5′ nördlich von ι und diesem 2 m folgend steht der Doppelstern Σ 232, 7. Gr., d = 6,5″.

13 (Σ 269)
α 2h 22m, δ + 29° 25′.

Der Hauptstern ist 7,5., der Begleiter 9,8. Gr. 1835: d = 1,85″, p = 340,74°. Plummer 1876: d = 1,61″, p = 342,2°.

B. Veränderliche Sterne.

R
α 2h 31m, δ + 33° 50′.

Rot. Maximum 5,8. bis 7,1., Minimum 11,7. Gr. Periode 268d. Von Espin 1890 entdeckt. Sehr kleines Spektrum der III. Klasse (Espin).

C. Sternhaufen.

598 (M 33)
α 1h 28m, δ + 30° 9′.

Von Messier 1764 August 25. als Nebel beobachtet. Er ist sehr groß und lichtschwach, aber seiner Ausdehnung halber leichter sichtbar. Im 7füßigen Teleskope sah ihn Herschel nebelig, und nur gut mit schwacher Vergrößerung. Im 10füßigen Reflektor war der hellste Teil in Sterne aufgelöst, in einem noch stärkeren Fernrohre erschien fast alles in Sterne zerlegt, die Herschel als kleinste Punkte bezeichnet. Der Nebel hat eine Ausdehnung von fast 30′. Rosse erblickte in diesem Nebel Lichtknoten und eine spiralige Anordnung. Die Photographieen von J. Roberts bestätigen dies, indem der Nebel zwei spiralförmige Arme zeigt, in deren Vereinigungspunkt ein nebeliger Stern 10. Gr. steht.

Ursa major. (Der große Bär.)

A. Doppelsterne.

o (β 1067)
α 8h 22m, δ + 61° 3′.

Ein Stern 3,5., mit einem äußerst schwachen Begleiter 15,2. Gr., den Burnham 1890 am 36-Zoller auffand. In demselben Instrumente war er 1893 nicht sichtbar, wurde aber 1896 von Barnard wiedergesehen. Aitken 1899,17: d = 7,15″, p = 192,3°.

ι (Σ1 1065)
α 8h 52m, δ + 48° 26′.

Der Hauptstern ist 3., der Satellit 10. Gr. O. Struve 1871: d = 9,7″, p = 356,9°; Hall 1889: d = 8,8″, p = 359,2°. Peters hat einen näherungsweisen Wert für die Parallaxe dieses Systems gegeben (0,133″).

σ^2 (Σ 1306)
α 9h 2m, δ + 67° 33′.

W. Herschel entdeckte diesen Doppelstern 1782. Die Distanz betrug damals fast 8″ und hat seitdem fortwährend abgenommen. Der Hauptstern ist nach Struve 5. Gr. und grünlich, der Begleiter 8,2. Gr. Dembowski 1875,21: d = 2,60″, p = 245,2°.

23 (Σ 1351)
α 9h 24m, δ + 63° 30′.

Der Hauptstern ist 3,8., der Begleiter

9. Gr. Struve 1830,61: $d = 22{,}81''$, $p = 272{,}4^0$.

ϑ (β 1071)
α 9h 26m, δ + 52° 9′.

Dieser Stern 3. Gr. hat einen sehr schwachen Begleiter 14. Gr., den Burnham am 36-Zoller entdeckte, beide bilden ein physisches System. Aitken 1898,49: $d = 5{,}06''$, $p = 78{,}4^0$. Nach Belopolsky ist der Hauptstern auch spektroskopisch doppelt.

φ ($O\Sigma$ 208)
α 9h 45m, δ + 54° 32′.

Der Hauptstern 5., der Begleiter 5,6. Gr. Ein schwieriges Paar wegen der Helligkeit und scheinbaren Nähe beider Sterne. Burnham 1892: $d = 0{,}2''$, $p = 250{,}8^0$. Der Begleiter zeigt rasche Bewegung (Umlaufszeit 91,9 Jahre).

β
α 10h 56m, δ + 56° 55′.

Dieser grünlichweiße Stern 2. Gr. hat einen lichtschwachen Begleiter (11. Gr.), für den Burnham folgende Position (1879) giebt: $d = 245''$, $p = 353{,}9^0$.

α (β 1077)
α 10h 58m, δ + 62° 18′.

Der rötliche Hauptstern 2. Gr. hat, wie Burnham 1888 am 36-Zoller fand, einen sehr nahen Begleiter 11. Gr., der eine rasche Umlaufsbewegung zu haben scheint. 1897,81: $d = 0{,}84''$, $p = 295{,}4^0$. Ein höchst schwieriges Objekt. Der Hauptstern hat ein Spektrum des Typus IIa mit Übergang zu IIIa.

ξ (Σ 1523)
α 11h 13m, δ + 32° 6′.

Von W. Herschel 1780 entdeckt. Der Hauptstern 4. Gr. und gelblich, der Begleiter 4,9. Gr. und grauweiß. Der ältere Herschel hat diesen Doppelstern wiederholt beobachtet, doch giebt er keine Distanzmessungen, diese beginnen erst mit Struve 1821 und sind seitdem sehr zahlreich geworden. Die Umlaufszeit des Begleiters ist sehr kurz (60,6 Jahre), und die Bahn gegenwärtig genauer bekannt. Hall 1891: $d = 1{,}6''$, $p = 200{,}6^0$.

ν (Σ 1524)
α 11h 13m, δ + 33° 39′.

Von Herschel 1787 doppelt gesehen, doch giebt er keine Messungen. Nach Struve ist der Hauptstern 3,7. Gr. und gelb, der Begleiter 10. Gr. Struve 1830: $d = 7{,}1''$, $p = 146{,}6^0$.

57 (Σ 1543)
α 11h 24m, δ + 39° 53′.

Der Hauptstern ist 5,2., der Begleiter 8,2. Gr. Burnham 1878: $d = 5{,}43''$, $p = 7{,}1^0$.

$O\Sigma$ 235
α 11h 27m, δ + 61° 38′.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 7,3. Gr., letzterer zeigt rasche Bewegung. Hall 1889: $d = 1{,}1''$, $p = 76{,}9^0$. Nach Doberck beträgt die Umlaufszeit des Begleiters 94,4 Jahre.

65 (Σ 1579)
α 11h 50m, δ + 47° 2′.

Der Hauptstern ist 6. Gr. und glänzendweiß, der Begleiter 8,3. Gr. und blau. Herschel entdeckte die Duplizität 1782 November 20. Struve 1832: $d = 3{,}71''$, $p = 36{,}46^0$. Ein dritter Stern 6,5. Gr. befindet sich in der Nähe. Struve 1836: $d = 62{,}93''$, $p = 113{,}8^0$. Eine Stellungsänderung ist bis jetzt nicht erkennbar.

β 918
α 11h 53m, δ + 32° 50′.

6,.6, mit einem Begleiter 13. Gr., den Burnham 1881 am 18½-Zoller auffand. 1899,13: $d = 7{,}11''$, $p = 230{,}8^0$.

78 (β 1082)
α 12h 56m, δ + 56° 55′.

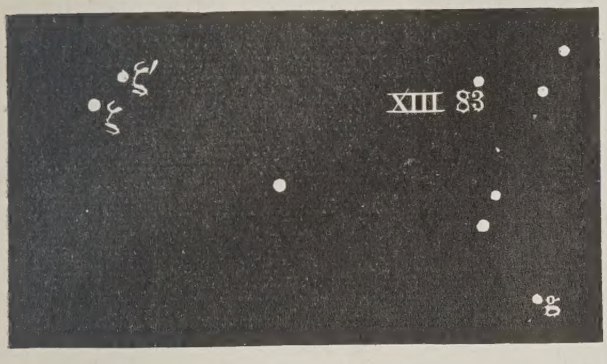
Ein Stern 6., mit einem Begleiter 9,5. Gr., letzterer 1890 von Burnham am 36-Zoller entdeckt. Aitken 1898,51: $d = 1{,}42''$, $p = 86{,}5^0$.

ζ (Σ 1744)
α 13h 20m, δ + 55° 27′.

Einer der schönsten Doppelsterne des Himmels. Der Hauptstern ist nach Struve 2,1., der Begleiter 4,2. Gr., beide grünlichweiß. Der Begleiter wurde zuerst von G. Kirch 1700 Sept. 1. an einem nichtachromatischen Fernglase erkannt. Daß man es mit einem physischen Doppelsterne zu thun hat, ist wegen der gleichen Eigenbewegung beider Komponenten unzweifelhaft. Dembowski 1852: $d = 14{,}24''$, $p = 148^0$. ζ ist für sich ein spektroskopischer Doppelstern. In der Nähe von ζ befinden sich mehrere Sterne, darunter g oder Alkor, dessen Trennung schon ein mittel-

mäßiges Auge fast bei jedem Luftzustande wahrnehmen kann. Nach Auwers Messungen war 1861: $d = 707{,}24''$, $p = 71{,}36^0$. Es scheint, daß sich der Abstand von g und ζ bis jetzt nicht merklich verändert hat; in diesem Falle wären beide Sterne wahrscheinlich auch physisch miteinander verbunden. In der Nähe befindet sich, außer mehreren kleineren

Fig. 117.



Sternen, auch ein Stern 8. Gr., den Flamsteed 1682 zuerst bemerkte und dem später Prof. Liebknecht in Gießen (der ihn für 1722 neu erschienen ausgab) den pomphaften Namen Ludwigsstern (Sidus Ludovicianum) beilegte. Nach Auwers ist die Lage dieses Sternchens gegen ζ: 1862 $d = 8'\ 30{,}42''$, $p = 101{,}32^0$.

B. Veränderliche Sterne.

R

$\alpha\ 10^h\ 38^m$, $\delta + 69^0\ 18'$.

Maximum 6. bis 8,2., Minimum 12,6. bis 13,2. Gr. Periode 302,1^d mit periodischen Ungleichheiten. Lichtkurve sehr veränderlich. Von Pogson 1853 entdeckt. Das Spektrum gehört zur III. Klasse und zeigt in allen Teilen breite und tiefe Banden (Dunér 1882).

T

$\alpha\ 12^h\ 32^m$, $\delta + 60^0\ 2'$.

Maximum 6. bis 8,5., Minimum 12,2. bis 13. Gr. Periode 257,2^d mit periodischen Ungleichheiten. Zu Bonn 1860 entdeckt.

S

$\alpha\ 12^h\ 40^m$, $\delta + 61^0\ 38'$.

Maximum 6,7. bis 8,2., Minimum 10,2. bis 11,5. Gr. Periode 226,1^d mit periodischen Ungleichheiten. Von Pogson 1853 entdeckt.

C. Nebelflecke.

2841

$\alpha\ 9^h\ 15^m$, $\delta + 51^0\ 24'$.

Ziemlich hell, 6′ im größten Durchmesser, von W. Herschel 1788 März 9. entdeckt. Verschiedene feine Doppelsterne stehen in der Nachbarschaft.

2985

$\alpha\ 9^h\ 41^m$, $\delta + 72^0\ 45'$.

Von Herschel 1785 April 3. entdeckt und als heller runder Nebel mit hellerm Centrum beschrieben. Nach d'Arrest ist er wahrscheinlich in Sterne auflösbar.

3031, 3034 (*M* 81, 82)

$\alpha\ 9^h\ 47^m$, $\delta + 69^0\ 32'$.

Zwei Nebel etwa 40′ voneinander entfernt, beide von Bode 1774 entdeckt. Gesamthelligkeit nach Holetschek der eines Sternes 7,7. Gr. vergleichbar. Der vorausgehende ist glänzend, mit lebhaftem Kerne, 15′ lang, 5′ breit. Mehrere kleine Sterne stehen umher, von denen sich einige auf dem Nebel projizieren. Der zweite Nebel ist schwächer und einem gekrümmten Streifen ähnlich. Huggins findet die Spektra beider kontinuierlich, aber unvollständig am roten Ende.

3556

$\alpha\ 11^h\ 6^m$, $\delta + 56^0\ 13'$.

Ein länglicher Nebel, 10′ lang, 2′ breit, mit einem ziemlich hellen Stern in der Mitte. W. Herschel entdeckte ihn 1789 April 17.

3587 (*M* 97)

$\alpha\ 11^h\ 9^m$, $\delta + 55^0\ 34'$.

Großer, planetarischer Nebel. Méchain sah ihn zuerst am 16. Februar 1781 und nennt ihn lichtschwach und sternlos. Der Durchmesser beträgt $2^2/_3'$, und sein Licht ist nach Herschel vollkommen gleichmäßig, doch ist der Rand nicht scharf, sondern nebelig verschwommen. Rosse sieht im Innern zwei dunkle Flecke und eine Art spiralförmiger Struktur, was nicht ganz dem Aussehen des Nebels am Lick-Refraktor entspricht. Huggins fand das prächtige Linienspektrum der Gasnebel, was Keeler bestätigt.

3610

$\alpha\ 11^h\ 13^m$, $\delta + 59^0\ 20'$.

Von W. Herschel 1793 April 8. entdeckt und als heller Nebel mit Kern be-

schrieben. D'Arrest findet den Kern sternähnlich.

3613
α 11h 13m, δ + 58° 33'.

Ein heller, ansehnlich großer Nebel, der gegen die Mitte hin plötzlich heller wird. Von W. Herschel 1793 April 8. aufgefunden.

3941
α 11h 48m, δ + 37° 32'.

Von W. Herschel 1787 März 19. entdeckt und als heller Nebel beschrieben. Rosse sah ihn 3 bis 4' groß, im mäßigen Fernrohre sieht er einem nebeligen Sternchen ähnlich.

4026
α 11h 54m, δ + 51° 31'.

Als 5' langer, 1,5' breiter heller Nebel von W. Herschel 1789 April 12. beschrieben. In der Mitte ist er beträchtlich heller und zeigt eine sternartige Kondensation 10. Gr.

4258
α 12h 14m, δ + 47° 52'.

Glänzender Nebel von beträchtlicher Ausdehnung, mit hellem Kerne, der nach W. Herschel nicht rund ist. Das Spektrum ist kontinuierlich, der Nebel in Wirklichkeit also ein Sternhaufen.

Ursa minor. (Der kleine Bär.)

A. Doppelsterne.

α (Σ 93)
α 1h 22m, δ + 88° 46'.

Der Polarstern. Herschel sah den Begleiter zuerst am 17. Aug. 1779. Der Hauptstern ist 2. Gr. und gelblich, der Satellit 9. Gr. Struve 1834,14: d = 18,27", p = 210,1°; Dunér 1870,90: p = 18,50", d = 212,4°. Nach den Wahrnehmungen von Struve, Wrangel, Encke und Mädler kann der Begleiter in einem Fernrohre von 9" Objektivdurchmesser selbst bei Tage gesehen werden. Es wird behauptet, daß die äußerst langsame Bewegung des Sterns dies erklärlich mache (?). Nach Campbell ist der Hauptstern auch spektroskopisch doppelt.

β (Σ^{I} 1674)
α 14h 51m, δ + 74° 34'.

Dieser Stern 2. Gr. hat in d = 208", p = 343° einen schwachen Begleiter 10. Gr. Mehrere andere Sterne erscheinen zugleich im Gesichtsfelde.

π^1 (Σ 1972)
α 15h 35m, δ + 80° 47'.

Der gelbliche Hauptstern 6. Gr. hat in d = 31", p = 82,7° einen gelblichen Begleiter 6,5. Gr.

π^2 (1989)
α 15h 45m, δ + 80° 18'.

Ein schwieriger Doppelstern 7. und 8,5. Gr. Secchi 1858: d = 0,6", p = 21,0°. Dembowski sah den Stern 1865 einfach.

ε (Σ^{I} 1908)
α 16h 56m, δ + 82° 12'.

Dieser Stern 4,5. Gr. hat einen schwachen Begleiter (10,5. Gr.) in d = 78,2", p = 6,4°.

B. Veränderliche Sterne.

S
α 15h 33m, δ + 78° 58'.

Rot. Maximum 7,4., Minimum 11,5 Gr. Periode 328d. Entdeckt 1895 am Harvard-Observatorium.

Virgo. (Die Jungfrau.)

A. Doppelsterne.

Σ 1627
α 12h 13m, δ — 3° 23'.

Ein Stern 6., mit einem Begleiter 6,5. Gr. Jedrzejewicz 1878: d = 20,1", p = 196,1°.

17 (Σ 1636)
α 12h 18m, δ + 5° 52'.

Der Hauptstern 6., der Begleiter 9. Gr., letzterer schon von W. Herschel beobachtet. Struve 1829: d = 19,3", p = 336,7°. Eine Änderung der Stellung ist bis heute nicht erfolgt.

β 923

α 12h 23m, δ + 4° 57′.

Ein Stern 6,8., mit einem Begleiter 11,7. Gr., den Burnham 1880 am 18½-Zoller entdeckte. 1898,50: $d = 2{,}65''$, $p = 59{,}1°$.

γ (Σ 1670)

α 12h 37m, δ — 0° 54′.

Einer der interessantesten Doppelsterne; von Pound 1718 zuerst beobachtet. Von Struve wurden beide Sterne als 3. Gr. und gelblich aufgeführt, und auch die früheren Beobachter, W. Herschel und Piazzi, haben keinen Helligkeitsunterschied erwähnt. Am 3. Mai 1819 bemerkte indes Struve, daß der vorhergehende Stern etwas schwächer sei; 1832 und 1833 war der Unterschied nur gering; 1835 betrug er indes fast eine halbe Größenklasse. Auch die Farbe scheint nicht ganz unveränderlich zu sein. Dembowski hat darüber folgende Notierungen: 1870,261 Hauptstern: hellgelb; Begleiter: leicht grünlich. 1870,278 Hauptstern: intensiv hellgelb; Begleiter: leicht grünlich. 1870,409 beide Sterne grauweiß, der nördliche tiefer. Der scheinbare Abstand beider Sterne betrug 1720 etwa 7½″ und nahm bis 1803 auf etwa 6″ ab. Struve fand 1822: $d = 2{,}86''$, 1834: $d = 0{,}9''$. Im folgenden Jahre vermochte J. Herschel am Kap mittels seines 20füßigen Reflektors den Stern nur rund zu sehen. Im Dorpater Refraktor erschien derselbe um diese Zeit dagegen häufig getrennt, stets aber mindestens länglich. Gruithuisen sah 1826 an einem Achromaten von 29‴ Öffnung γ als zwei dicht aneinander klebende Scheibchen. 1836 fand Struve: $d = 0{,}25''$, 1837: $d = 0{,}6''$. Von da ab erfolgte eine rasche Zunahme der Distanz. Burnham fand 1889: $d = 5{,}72''$, $p = 333{,}4°$ und sah noch einen überaus schwachen Begleiter (14,5. Gr.) in $d = 53{,}1''$, $p = 159{,}4°$.

31 (β 924)

α 12h 37m, δ + 7° 21′.

5,0., mit einem Begleiter 11,4. Gr., von Burnham 1881 am 18½-Zoller entdeckt. 1899,06: $d = 3{,}79''$, $p = 31{,}8°$.

44 (Σ 1704)

α 12h 55m, δ — 3° 17′.

Der Hauptstern ist 6., der Begleiter 11,2. Gr. Struve 1830,63: $d = 21{,}3''$, $p = 53{,}0$. Eine Stellungsänderung des Begleiters ist bis heute nicht sicher nachweisbar.

48 (β 929)

α 12h 59m, δ — 3° 7′.

Dieser Stern 6. Gr. ist, wie Burnham 1879 am 18½-Zoller fand, ein sehr enger Doppelstern 6,2. und 6,2. Gr. Aitken 1899,35: $d = 0{,}58''$, $p = 219{,}2°$. Nur eine geringe Änderung des Positionswinkels ist bemerkbar.

ϑ (Σ 1724)

α 13h 5m, δ — 5° 1′.

Ein dreifacher Stern. Den entfernteren Begleiter sah W. Herschel 1781, den näheren erkannte er 1782. Der Hauptstern ist nach Struve 4. Gr. und weiß, der nähere Begleiter 9. Gr. Der letztere scheint sich seit Herschels Zeit etwas vom Centralsterne entfernt zu haben. Struve 1830: $d = 7{,}07''$, $p = 344°$. Der entferntere Begleiter ist 10. Gr., und W. Herschel fand 1781: $d = 63{,}9''$, $p = 294{,}9°$. Burnham giebt folgende Messungen 1880:

AB	$d = 7{,}1''$,	$p = 344{,}6°$
AC	70,8	297,1

α

α 13h 20m, δ — 10° 38′.

Dieser helle Stern 1. Gr. ist, wie H. C. Vogel gefunden hat, ein spektroskopischer Doppelstern mit einer Umlaufszeit des Begleiters von nur 4,1d (s. S. 434).

β 932

α 13h 30m, δ — 12° 42′.

Der Hauptstern 6,1. Gr. hat zwei Begleiter B 6,6., C 12,7. Gr., beide von Burnham 1880 am 18½-Zoller entdeckt. Aitken 1898,32: AB $d = 0{,}44''$, $p = 84{,}3°$; Burnham 1899,30: $(AB)C$ $d = 25{,}10''$, $p = 153{,}6°$.

84 (Σ 1777)

α 13h 38m, δ + 4° 3′.

Der Hauptstern 5,8. hat einen Begleiter 8,2. Gr. Plummer 1877: $d = 3{,}25''$, $p = 230{,}1°$. Eine Änderung der Stellung ist nicht nachgewiesen.

β 612

α 13h 35m, δ + 11° 15′.

Dieser Stern 6,2. Gr. ist, wie Burnham 1879 am 18½-Zoller fand, doppelt,

aus zwei gleich hellen Sternen bestehend, die zu Zeiten selbst in den größten Refraktoren nicht zu trennen sind. Aitken 1899,25: $d = 0{,}29''$, $p = 227{,}7^0$. Die Umlaufszeit ist jedenfalls sehr kurz.

86 (β 935)
α 13h 41m, δ — 11° 55′.

Von Struve als doppelt beobachtet (Σ 1780), 5,8. und 10,5. Gr. Burnham zerlegte am 18½-Zoller jeden der beiden Sterne wiederum in zwei Komponenten: A 5,5., B 10., C 11,5., D 12,4. Gr.

1899,20	AB	$d = 1{,}63''$,	$p = 297{,}9^0$
1899,20	AC	27,07	164,3
1899,20	CD	2,03	273,7

τ
α 13h 57m, δ + 2° 1′.

Von W. Herschel 1782 als doppelt erkannt. Der Hauptstern ist 4., der Begleiter 9. Gr., nach South. Letzterer giebt folgende Messungen 1823: $d = 79{,}3''$, $p = 290^0$.

β 225
α 14h 20m, δ — 19° 31′.

Von Herschel und South als doppelt beobachtet, von Burnham 1868 am 6-Zoller als dreifach erkannt, indem der Begleiter wiederum doppelt ist: A 6,3., B 7., C 9. Gr. Aitken 1898,34: BC $d = 1{,}37''$, $p = 96{,}5^0$; Doolittle 1897,34: AB $d = 35{,}24''$, $p = 295{,}4^0$. Der Begleiter C ist, wie sich später ergeben, schon vor Burnham auf der Harvard-Sternwarte gesehen worden.

φ (Σ 1846)
α 14h 23m, δ — 1° 48′.

Der Hauptstern ist 5,2., der Begleiter 9,7. Gr. Struve 1829: $d = 3{,}73''$, $p = 108{,}8^0$. O. Struve 1878: $d = 4{,}1''$, $p = 108{,}5^0$.

B. Veränderliche Sterne.

X
α 11h 57m, δ + 9° 38′.

Maximum 8. bis 10., Minimum 12. Gr. Periode unbekannt. Von Peters 1871 entdeckt.

T
α 12h 9m, δ — 5° 29′.

Maximum 8. bis 8,8., Minimum 10. bis unter 13½. Gr. Periode 339,5d. Von Boguslawski 1849 entdeckt.

Y
α 12h 29m, δ — 3° 52′.

Maximum 8. bis 9,4., Minimum 11,5. bis 13. Gr. Periode 218,8d. Von Henry 1874 entdeckt.

R
α 12h 33m, δ + 7° 32′.

Maximum 6,5. bis 8., Minimum 9,7. bis 11. Gr. Periode 145,47d mit periodischen Ungleichheiten. Von Harding 1809 entdeckt.

U
α 12h 46m, δ + 6° 6′.

Maximum 7,7. bis 8,1., Minimum 12,2. bis 12,8. Gr. Periode 207d, periodisch unregelmäßig. Von Harding 1831 entdeckt.

V
α 13h 23m, δ — 2° 39′.

Maximum 8. bis 9., Minimum unter 13. Gr. Periode 250,5d. Von Goldschmidt 1857 entdeckt.

S
α 13h 28m, δ — 6° 41′.

Maximum 5,7. bis 8., Minimum 12,5. Gr. Periode 376,4d mit periodischen Ungleichheiten. Von Hind 1852 entdeckt.

RS
α 14h 22m, δ + 5° 8′.

Maximum 7. bis 8,3., Minimum unter 12. Gr. (?). Periode 354d. Von Mrs. Fleming entdeckt.

C. Nebelflecke.

4192 (M 98)
α 12h 9m, δ + 15° 27′.

Großer, blasser Nebel, 15′ lang mit sternartiger Mitte. Von Méchain 1781 März 5. entdeckt. Tempel sah südlich davon noch einen kleinen, runden Nebel.

4216
α 12h 11m, δ + 13° 42′.

Ein 9 bis 10′ langer, in der Mitte hellerer Nebel, von W. Herschel 1784 April 8. entdeckt. Er ist spindelförmig, und Tempel fand noch zwei schwache begleitende Nebel. Der südlich vorangehende derselben ist 5′ lang, oval, und hat drei hellere Knoten. Südlich folgt ein Sternchen 11. Gr. Der nördlich folgende Nebel ist rund, 1′ im Durchmesser und äußerst lichtschwach.

4254 (*M* 99)
α 12h 14m, δ + 14° 58′.

Von Méchain 1781 März 15. als sehr lichtschwacher Nebel zuerst gesehen. Er steht zwischen zwei Fixsternen 7. und 8. Gr., nahe 1° südlich dem Sterne 6 Comae (5. Gr.) folgend. Rosses Teleskop zeigt bei ihm eine spiralförmige Anordnung der einzelnen Teile. Key hält ihn nach dem Aussehen in einem 18zölligen Reflektor für sicher auflöslich. Vogel sah ihn am 8zölligen Refraktor zu Leipzig 3′ groß, hell und in der Mitte anscheinend auflösbar. Mit 192facher Vergrößerung war die spiralige Struktur unverkennbar.

4303 (*M* 61)
α 12h 17m, δ + 5° 2′.

Von Messier 1779 Mai 11. entdeckt und als schwacher Nebel bezeichnet, der schwer zu erkennen sei. Herschel sah darin zwei Kerne, und Rosse hält ihn für einen Spiralnebel. Gesamthelligkeit nach Holetschek gleich der eines Sternes 9,5. Gr.

4406 (*M* 86)
α 12h 21m, δ + 13° 30′.

Ziemlich heller Nebel, 3 bis 4′ groß, in der Mitte kernig, von Messier 1781 März 18. entdeckt. Mit ihm zugleich im Gesichtsfelde ist noch ein anderer von Messier entdeckter Nebel; im lichtstarken Instrumente erscheinen noch mehrere schwache Nebel.

4472 (*M* 49)
α 12h 25m, δ + 8° 33′.

Von Messier als sehr schwacher Nebel nahe bei dem Sterne ϱ (5. Gr.), $2^1/_2{}^\circ$ südlich von diesem entdeckt. Der Nebel steht zwischen zwei Sternen 6. Gr. D'Arrest hat ihn in Sterne aufgelöst. Gesamthelligkeit nach Holetschek der eines Sternes 8,7. Gr. vergleichbar.

4501 (*M* 88)
α 12h 27m, δ + 14° 58′.

Messier bezeichnet diesen Nebel als einen der lichtschwächsten; er stehe zwischen zwei kleinen Sternen und einem anderen 6. Gr., die mit ihm im Gesichtsfelde sind. Schwach und von länglicher Form, 7′ lang, 1,5′ breit. Die ganze Umgebung ist an Nebelflecken reich, auch Doppelnebel kommen hier vor.

4594
α 12h 35m, δ — 11° 4′.

Sehr heller, 6′ langer Nebel, in der Mitte beträchtlich heller; oben erscheint ein dunkler, schmaler Strich. Von Herschel 1784 Mai 9. entdeckt.

4649 (*M* 60)
α 12h 39m, δ + 12° 6′.

Heller Nebel, von Messier im April 1779 entdeckt, als ein Komet unmittelbar bei dem Nebel stand. Bei geringer Vergrößerung sind etwas voraufgehend zwei schwache Nebel im Gesichtsfelde. Im Leipziger 8zölligen Refraktor zeigte der Nebel Spuren von Auflösbarkeit.

4754, 4762.
α 12h 48m, δ + 11° 51′.

Zwei feine Nebel, gleichzeitig im Gesichtsfelde, 10′ voneinander abstehend. Der voraufgehende ist ziemlich hell und fast rund, der andere länglich und von drei Sternen umgeben. Beide Nebel gehen dem Doppelsterne Σ 1689 (α 12h 50m, δ + 12° 2′) voraus.

5634
α 14h 24m, δ — 5° 32′.

Von W. Herschel 1785 März 5. entdeckt. Ein ziemlich heller, gegen die Mitte zu verdichteter Nebel, 1,5′ im Durchmesser, nahe bei einem Sterne 7. Gr. und von anderen, schwächeren Sternen umgeben. Sir John Herschel hat ihn in zahlreiche, außerordentlich kleine Sternchen zerlegt.

Vulpecula. (Der Fuchs.)

A. Doppelsterne.

2 (β 248)
α 19h 14m, δ + 22° 51′.

Ein weißer Stern 5,8., mit einem Begleiter 9,6. Gr., von Burnham 1877 am 6-Zoller entdeckt. Doolittle 1898,73: $d = 1{,}97''$, $p = 127{,}7^\circ$.

$O\Sigma^2$ 181
α 19h 16m, δ + 26° 28′.

Zwei Sterne 6,2. und 6,3. Gr. 54,6″ voneinander entfernt.

Σ 2504

α 19h 17m, δ + 18° 57′.

Der Hauptstern ist 6,4., und hat einen Begleiter 8,1. Gr. W. Struve 1830: d = 8,9″, p = 288,2°. Eine Stellungsveränderung des Begleiters ist nicht nachgewiesen.

6, 8

α 19h 25m, δ + 24° 28′.

Ein tiefgelber Stern 4., und ein gelblicher Stern 5. Gr. in d = 403,5″.

9 (β 1130)

α 19h 30m, δ + 19° 26′.

Ein Stern 5,5., mit einem feinen Begleiter 14. Gr., den Burnham 1890 am 36-Zoller entdeckte. Aitken 1898,77: d = 9,30″, p = 33,0°.

Σ 2631

α 20h 3m, δ + 20° 49′.

Der Hauptstern 8., der Begleiter 10. Gr., d = 4,5″, p = 340,5°.

β 983

α 20h 11m, δ + 25° 17′.

Ein Stern 5,5., mit einem Begleiter 10,2. Gr., den Burnham am 18½-Zoller 1879 entdeckte. Aitken 1899,51: d = 1,04″, p = 152,6°.

β 447

α 21h 20m, δ + 24° 54′.

6,2., der Begleiter 12,5. Gr., letzterer von Burnham 1879 am 18½-Zoller entdeckt. Aitken 1898,73: d = 8,91″, p = 328,3°.

B. Veränderliche Sterne.

U

α 19h 4m, δ + 20° 34′.

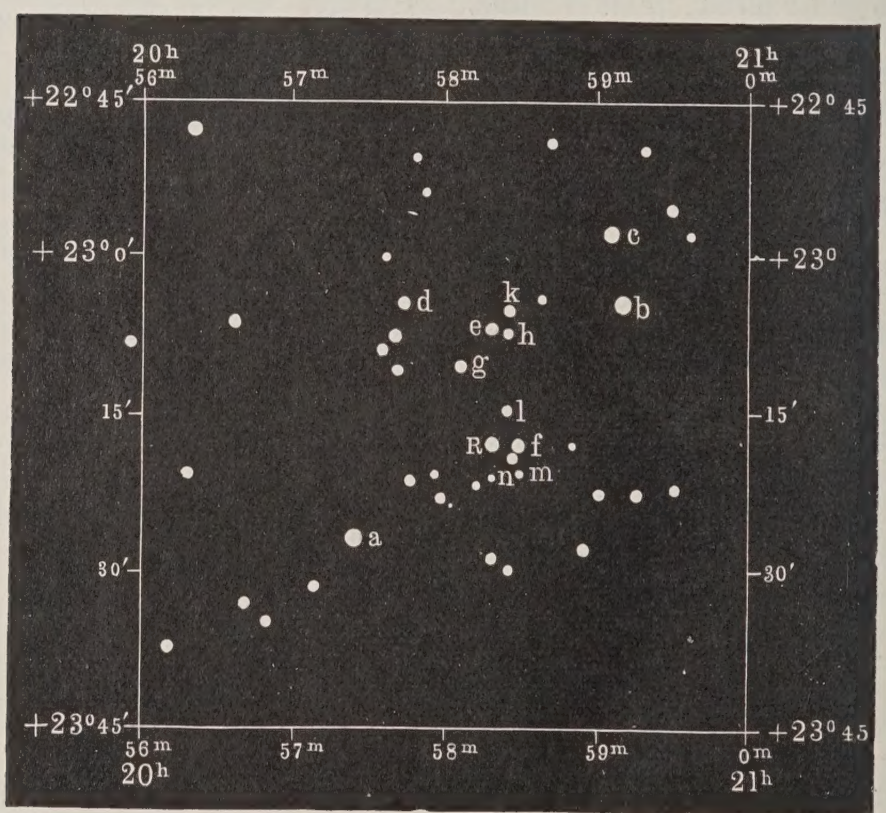
Von Müller und Kempf in Potsdam entdeckt. Maximum 6,9. bis 7., Minimum 7,6. Gr. Der Lichtwechsel erfolgt sehr regelmäßig und die Periode ist nahe 8d.

11

α 19h 43m, δ + 27° 4′.

Nova. Am 20. Juni 1670 von dem Kartäuser Anthelme als Stern 3. Gr. entdeckt (s. S. 383). Nahe bei dem angegebenen Orte steht ein Stern 11. Gr., den Hind 1861 der Veränderlichkeit ver-

Fig. 118.



Umgebung von *R* Vulpeculae, nach G. Knott.

dächtig und vielleicht für identisch mit der Nova hielt. Der Stern hat einen schwachen Begleiter. Die Veränderlichkeit dieses Sterns (*S*) hat 1862 Baxendell nachgewiesen; seine Helligkeit schwankt zwischen 8,4. bis 8,9. und 9. bis 10. Gr. und die Periode beträgt $67{,}5^d$ mit Ungleichheiten. Der Ort des Veränderlichen für 1900 ist α $19^h\ 44^m$, $\delta + 27^\circ\ 2'$.

T

α $20^h\ 47^m$, $\delta + 27^\circ\ 53'$.

Weiß. Im Maximum 5,5., im Minimum 6,5. Gr. Periodendauer $4{,}4360^d$. Von Sawyer 1885 als veränderlich erkannt. Die Lichtabnahme nach dem Maximum ist langsam (3^d).

R

α $21^h\ 0^m$, $\delta + 23^\circ\ 26'$.

Wenig rot; im Maximum 7,5. bis 8,5., im Minimum 12,5. bis 13,6. Gr. Periode $136{,}9^d$ mit periodischen Ungleichheiten. Zu Bonn 1858 entdeckt. Fig. 118 giebt eine Karte der Umgebung von *R* nach G. Knott mit folgenden Helligkeiten der Vergleichsterne:

a	= 7,1. Gr.	g	= 10,0. Gr.
b	= 7,3. „	h	= 10,5. „
c	= 8,3. „	k	= 10,9. „
d	= 9,1. „	l	= 11,4. „
e	= 9,5. „	m	= 11,9. „
f	= 9,7. „	n	= 12,6. „

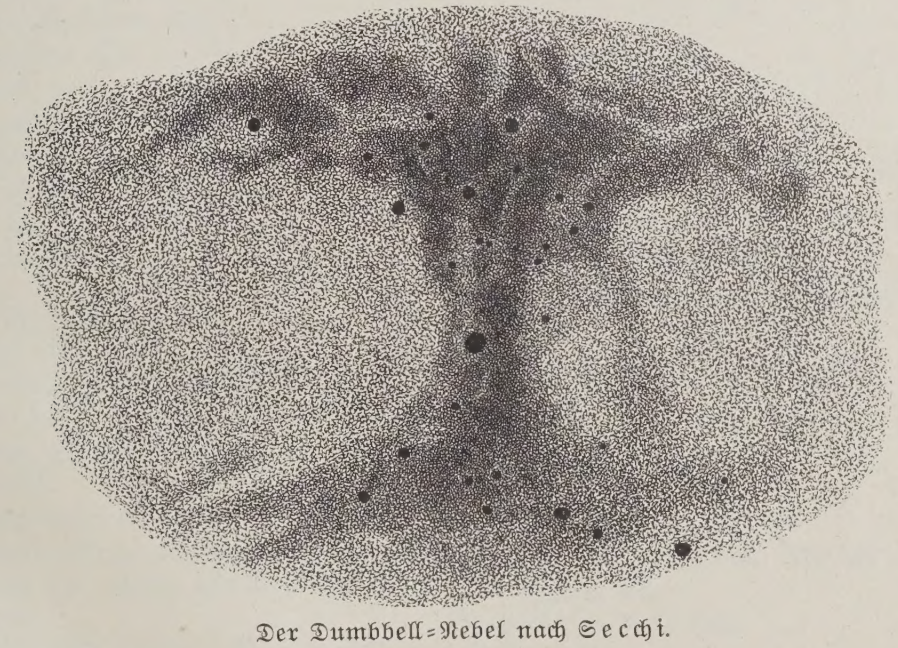
C. Nebelflecke.

6853 (*M* 27)

α $19^h\ 55^m$, $\delta + 22^\circ\ 27'$.

Der „Dumbbell-Nebel" Rosses. Von Messier entdeckt und als leicht sichtbarer Nebel ohne Sterne beschrieben, der sehr nahe bei dem Stern (5. Gr.) 14 Vulpec. stehe. Man findet ihn 3° nördlich über γ Sagittae (3,5. Gr.) am Sucher. In mäßigen Ferngläsern erblickt man zwei sich berührende ovale Nebelmassen, stärkere Instrumente zeigen, daß beide

Fig. 119.



Der Dumbbell-Nebel nach Secchi.

durch eine schwächere Nebelhülle von elliptischer Gestalt umschlossen werden, und so sahen auch die beiden Herschel diesen Nebel. Einzelne schwache Sterne stehen über denselben zerstreut; diese sind jedoch nur in sehr guten Teleskopen zu sehen. John Herschel hielt diesen Nebel für eine wahre, rotierende Nebelmasse. Rosses Teleskop und die großen Refraktoren von Struve und Bond zeigten um denselben Bruchstücke eines hellen Ringes, und im Innern zahlreiche gesprenkelte Stellen, auf Grund deren man den Nebel für auflösbar, und einen entfernten Sternhaufen bildend, ansah. Huggins fand jedoch das Spektrum nur aus einer grünen Linie bestehend, die mit der Stickstofflinie (?) korrespondiert. Der Nebel ist also eine wirkliche Gasmasse, und die flockigen Stellen deuten nicht

auf Fixsterne, sondern wahrscheinlich auf Gasbälle. Sir John Herschel hat eine Abbildung des Nebels gegeben, die jedoch nichts anderes zeigt, als was auch ein 4zölliger Refraktor sehen läßt. Rosses Darstellung weicht bedeutend von derjenigen John Herschels ab. Am ähnlichsten bezüglich der Nebelgestaltung erscheint mir die Darstellung, welche Secchi von dem Objekte gegeben hat (Fig. 119). Doch gehört ein sehr kraftvolles Teleskop und äußerst klare Luft dazu, um die feinen Lichtabstufungen, die Secchi andeutet, zu erkennen.

6885

α 20h 8m, δ + 26° 11′.

Ein hübscher, grobzerstreuter Sternhaufen, dessen Hauptstern 6. Gr. 20 Vulpeculae ist, und in dessen Nähe noch mehrere helle Sterne, scheinbar ohne Zusammenhang mit dem Haufen selbst, stehen. H. Schultz in Upsala hat mit dem dortigen 9zölligen Refraktor 104 Sterne dieser Gruppe nach ihrer Lage bestimmt. Unter denselben ist nur 20 Vulp. 6. Gr., 8 Sterne sind 9., 13 Sterne 10., 22 Sterne 11., 50 Sterne sind 12. und 10 Sterne 13. Größe.

Alphabetisches Sachregister.

A.

Actonscher Reflektor 69.
Airysches Doppelbildmikrometer 11.
Algol-Veränderliche 375.
Andromeda 489.
Andromedanebel, der große 463.
Andromeden 302.
Ångström, Untersuchungen 75.
Anordnung der Sterne 481.
Anzahl der Fixsterne 336.
— — Kometen 230.
— — Nebel 456.
Apparate, zur Photographie der Gestirne 15.
—, photometrische 16.
Aquarius 492.
Aquila 484.
Argo Navis 496.
Aries 497.
d'Arrestscher Komet 279.
Astrognosie 322.
Astronomische Instrumente 20.
Äther 321.
Aufnahmen, photographische 129, 350, 447, 454, 478.
—, spektrographische 415.
—, trigonometrische, von Sternhaufen 445.
Aufzählung der neuen Sterne 380.
Auriga 499.
Auwers-Bradleyscher Katalog 401.

B.

Bau der Welt 472.
Bedeckungen der Jupitermonde 189.
Bemerkungen, allgemeine, über die Saturnmonde 220.
Bergschatten auf dem Monde 120.
Besselsche Parallaxe von 61 Cygni 398.
Bewegungstheorie der Saturnsmonde 215.
Bewegung, translatorische, des Sonnensystems 404, 412.
Beziehungen der Meteorschwärme zu den Kometen 305.
Bielas Komet 276.
Binarsysteme, spektroskopische 435.
Bootes 501.
Brorsenscher Komet 278.
Bruce-Teleskop 465.

C.

Camelopardus 504.
Cancer 505.
Canes venatici 507.
Canis major 509.
— minor 510.
Capricornus 511.
Cassegrainscher Reflektor 69.
Cassinische Trennung des Saturnsringes 205.
Cassiopeia 512.
Cepheus 516.
Cetus 519.
Chromosphäre 58.
Clèveitgas 59, 347.
Coma Berenices 521.
Cooke, Konstruktion kleiner Observatorien 23.
Corona borealis 523.
Corvus 525.
Crapring des Saturn 207.
Crater 526.
Croßleyscher Reflektor 456.
Cygnus 527.

D.

Dämmerungssaum der Venus 83.
Delphinus 533.
Doppelsternbahnen 424.

Doppelsterne, spektroskopische 432.
Doppelsternspektra 364.
Doppel- und mehrfache Sterne 420.
Dopplersches Princip 13, 395.
Draco 534.
Dreyers Generalkatalog 467.

E.

Eigenbewegungen der Fixsterne 404, 415, 427.
Ekliptikalkarten 471.
Elemente, irdische, auf der Sonne 63.
Enckes Komet 275.
Entfernung der Nebelflecke 457.
Entstehung der Meteorite 320.
Equuleus 537.
Erdschatten außerhalb der Mondscheibe 98.
Eridanus 538.

F.

Fabricius, Entdeckung der Sonnenflecke 29.
Fackeln auf der Sonnenscheibe 49.
Fayes Komet 277.
Fernrohr 3.
—, Prüfung und Behandlung 24.
Feuerkugeln 284, 305.
Fixsterne, Anzahl der 336.
— der dritten Spektralklasse 353.
—, Eigenbewegungen der 404.
—, Farben der 333.
—, Größenschätzungen der 328.
—, isolierte 427.
—, Karten der 339, 343.
—, Kataloge der 337.
—, mehrfache 420.
—, neue 378.
—, Parallaxen der 395.
—, photographische Aufnahmen der 332.
—, photometrische Messungen der 329.
—, spektroskopische Untersuchungen der 345.
—, Veränderlichkeit der Eigenbewegung 427.
—, Verteilung der 341.
—, Wärmestrahlung der 322.
—, Wolf-Rayetscher Typus 361.
—, Zusammenhang der Bewegung 420.
Flecke, dunkle, der Sonne 41, 86, auf dem Monde 116, 138, 192.
Fraunhofers Heliometer 11, 397.
— Linien 224, 246.
— Objektivspektralapparat 15.

G.

Gasspektrum 466.
Gebirge des Mondes 101.
Gegenschein des Zodiakallichts 72.
Gemini 540.
Generalkatalog der Nebelflecke 454, 467.
Gesamthelligkeit, scheinbare, der Nebelflecke 456.
Gesamtzahl der Sterne 336.
Gestalt, äußere, der Kometen 234.
— und Größe 186, 198, 224, 229, 309.
— der Kerne 42.
— des Mondes 96.
Goulds Uranometria Argentina 476.
Granulation 51.
Gregorysches Spiegelteleskop 94.
Größenschätzungen der Sterne 328, 331.
Gruppierung der Sternbilder 323.

H.

Hales Spektroheliograph 16, 61.
Häufigkeit der Meteorite 289.
Heis Atlas coelestis 475, 476.
Heliometer 470.
Helmholtzsche Theorie der Sonnenwärme 66.
Hercules 544.
Hervorragungen, helle, an der Lichtgrenze des Mars 155.
Hevels Sternkatalog 452.
Höhe der Sternschnuppen 288.
Holden, Indexkatalog der Nebelflecke 454.
Huygenssche Region im Orionnebel 460.
Huygenssches Okular 8.
Hydra 548.

J.

Inhalt, siderischer, der Milchstraße 487.
Instrumente, astronomische 3, 20.
Jupiter 168, 183.
—, Monde des 183.

K.

Kanäle des Mars, Verdoppelung der 147.
Kant-Laplacesche Weltbildungstheorie 66.
Katalog der Veränderlichen 365.
— von Auwers-Bradley 401.
Keelersche Photographien von Nebelflecken 466.
Komet d'Arrest 279.

Komet Biela 276.
— Brorsen 278.
— Encke 275.
— Faye 277.
— Winnecke 278.
— 1858 I 279.
— 1770 I 261.
— 1826 I 261.
— 1843 I 263.
— 1861 I 263.
— 1862 III 263, 282.
— 1866 I 264, 279.
— 1867 II 279.
— 1873 II 280.
— 1880 I 264.
— 1882 I 264.
— 1882 II 264, 280.
— 1889 V 266.
— 1890 II 209.
— 1892 II 270.
— 1894 IV 271.
— 1895 II 271.
— 1896 VII 272.
— 1899 I 272.
Kometen, Anzahl der 230.
—, Bahnen der 249.
—, Beschleunigung der Bewegung 275.
—, Gefangennahme durch die großen Planeten 281.
—, Helligkeit der 233.
—, Kerne der 243.
—, Nebelhülle der 240.
—, periodische 273.
—, Photographie 239.
—, physische Natur der 248.
—, Schweife der 234.
—, spektroskopische Untersuchung der 245.
—, Ursprung nach Lagrange 283.
—, — — Schulhof 284.
Kometenbahnen, berechnete 249.
— =gruppen 280.
— =verzeichnis 250 bis 260.
Korona 56.
Kosmische Nebelgebilde 461.
Krater des Mondes 102.

L.

Lacerta 550.
Leo major 551.
— minor 553.
Leoniden 296.
Lepus 554.
Lexellscher Komet 269, 271, 275.
Libra 555.
Licht, sekundäres, des Mondes 97.
Licht, sekundäres, der Venus 97.
Lichtstärke der Nebel 455.
Lommel=Seeligersches Beleuchtungsgesetz 89.
Lynx 556.
Lyra 557.
Lyratypus, Veränderliche des 375.
Lyriden 302.

M.

Mädlersche Karte des Mondes 129.
Magelhanische Wolken 451, 464.
Mare des Mondes 100.
Mars 136, 162.
—, Deutung der Veränderungen auf seiner Oberfläche 158.
—, Monde des 162.
Merkur 75.
Meteorite 284, 310.
—, besondere Beschaffenheit 318.
—, Entstehung der 320.
Meteoritenfälle, Tage mit vielen 318.
Meteorschwärme und deren Beziehung zu den Kometen 305.
Meteorströme und deren Radianten 304.
Milchstraße, Aichungen der 474.
—, Beschreibungen der 476.
—, Beziehung der Sterne zu der 479.
—, dunkle Öffnungen in der 475.
—, Inhalt, siderischer der 487.
—, Photographien der 478.
—, Seeligers Untersuchungen über die 486.
—, Struves Untersuchungen über die 481.
—, Zeichnungen der 476.
Millscher Spektrograph 441.
Miratypus, Veränderliche des 367.
Moldavite 319.
Monde des Jupiter 183.
— — Mars 162.
— — Saturn 215.
— — Uranus 225.
Mondfinsternisse 97.
Mondkarten 126.
Mondoberfläche 98, 100.
—, photographische Aufnahmen der 129.
—, Temperaturverhältnisse der 131.
Monoceros 559.

N.

Natur der Kometen 249.
Nebelflecke, Anzahl der 456.

Nebelflecke, ausgezeichnete Formen von 457.
—, Beschaffenheit der 457.
—, Eigenbewegungen der 453.
—, Entfernung der 457.
—, Generalkataloge der 454.
— im Einhorn 466.
— — Drachen 464.
— — großen Löwen 464, 471.
— — Haar der Berenice 464.
— — Orion 458.
— — Perseus 464.
— — Walfisch 471.
— in den Fischen 464.
—, Lichtstärke der 455.
— =massen, diffuse 468.
—, planetarische 457, 467.
—, photographische Aufnahmen von 454.
—, ringförmige 465.
— =sterne 467.
— um η Argus 457.
— =verteilung 454.
—, Veränderliche 470.
Neptun 226.
—, Mond des 229.

O.

Okularbeobachtungen 181, 463.
Omeganebel 470.
Ophiuchus 561.
Orion 564.
Orionnebel, der große 458.

P.

Parallaxen der Fixsterne 395, 398, 403.
Pegasus 569.
Penumbra 44.
Perseiden 301.
Perseus 571.
Phosphorescenz der Nachtseite der Venus 90.
Photographische Aufnahmen 129, 350, 447, 454, 478.
Pickering, Formen von Sternphotometern 19.
Pisces 574.
Planetarische Nebel 457.
Planeten, Gruppe der kleinen 164.
Plejaden 469.
Protuberanzen 59.
—, Spektrum der 61.
Punkte, helle, an der Sonne vorüberziehend 70.

R.

Radianten 304.
Ramsdensches Okular 8.
Regionen, sternleere 475.
Relativzahlen, beobachtete, der Sonnenflecke 32, 33, 34.
Repsold, neuere Heliometer 11.
Rillen 102, 105, 106, 110, 111.
Ring des Saturn, äußerer 204.
—, dunkler 207.
—, innerer 206.
Ringgebirge 102.
Ringnebel 465.
Rochon, Doppelbildmikrometer 11.
Rossesches Riesenteleskop 453.
Rowlandsches Gitter 468.

S.

Sagitta 576.
Sagittarius 577.
Saturn 196, 210, 215.
—, Monde des 215.
—, Ringsystem des 202.
Sauerstoff und Stickstoff, Anwesenheit in der Atmosphäre einiger Sterne 363.
Schatten des Ringsystems auf der Saturnkugel 210.
Scheiner, Spektralanalyse 15.
Schiaparellis Karten des Mars 142.
Scorpius 581.
Scutum Sobiesii 583.
Selenologie 133.
Serpens 584.
Sextans 586.
Sonne 27.
—, Alter der 67.
—, Körper dunkler, vor der 68.
—, Lichtstrahlung der 64.
—, Wärmestrahlung der 65.
Sonnenatmosphäre, Erscheinungen in der 53, 54.
— =beobachtung, Methode der 37, 39.
Sonnenflecke, Spektrum der 45.
—, Wärmestrahlung der 47.
— und Erdmagnetismus 36.
Sonnenfleckperiode, mittlere, Verlauf der 35.
Sonnenkorona, die 56.
Sonnensystem 27.
Spektralklassen 347.
Spektrallinien, Verbreiterung der 364.
Spektrograph 441, 467.
Spektrographische Aufnahmen 415.
Spektroskopische Binarsysteme 435, 432.

Spektrum 45, 77, 81, 137, 181, 197, 223, 229, 363.
— von β Lyrae 436.
— — ζ Puppis 363.
Spiralnebel 461.
Steinheils Prismenphotometer 17.
Stein- und Eisenmeteorite 316.
Stellarastronomie 322.
Stellen, unergründliche in der Milchstraße 474.
Sternaichungen 474.
Sternbilder 326, 489.
Sterne, Anordnung der 481.
—, der III. Spektralklasse 353.
—, neu erschienene 379.
—, scheinbare Verteilung der 392.
—, veränderliche 465.
Sternhaufen 377, 444.
Sternkarten 339, 443.
Sternkataloge 337.
Sternleere Regionen 475.
Sternschnuppen 284.
— -fälle, große 290.
— -farben 288.
— -höhe 288.
—, periodische 288.
—, Schweife der 287.
—, sporadische 288.
—, teleskopische 285.
Strahlensysteme auf dem Monde 115.
Strahlung, chemische 64.
Streifen, helle, des Mondes 115.
— und Flecke 172, 199.

T.

Taurus 586.
Teleskop Bruce 465.
Tisserandsches Charakteristikum K 281.
Translatorische Bewegung der Sonne 412.
Triangulum 591.
Trigonometrische Aufnahmen von Sternhaufen 445.

U.

Uranus 222.
—, Monde des 225.
Ursa major 591.
— minor 594.

V.

Venus 81.
Veränderliche des Algoltypus 271.
Veränderliche des Lyratypus 375.
— — Miratypus 367.
— Sterne 365.
— — in Sternhaufen 377.
Veränderlichkeit der Eigenbewegung 427.
Veränderungen auf der Mondoberfläche 121.
Verbreiterung der Spektrallinien 364.
Verdoppelung der Marskanäle 147.
Verhältnisse, kosmische, der Feuerkugeln 309.
— — des Jupiter 168.
— — — Mars 136.
— — — Merkur 75.
— — — Mondes 95.
— — — Neptun 236.
— — — Saturn 196.
— — der Sonne 27.
— — des Uranus 222.
— — der Venus 81.
Verlauf der Sonnenfleckenperiode 35.
Verteilung der Fixsterne 336.
— — Meteoritenfälle 317.
— — Nebel 454.
— — Sterne 341, 392, 479.
— — Veränderlichen 366.
Verzeichnisse der Fixsterne 406 bis 412.
— — Kometenbahnen 250 bis 260.
— — Nebelflecke 454.
Virgo 594.
Vorübergänge der Jupitermonde 190.
— vor der Sonne, des Merkur 80, der Venus 28.
Vulpecula 597.

W.

Wallebenen des Mondes 102.
Wellen, elektrodynamische 64.
Weltraum, Temperatur des 322.
Winneckescher Komet 278.
Wolf-Rayetscher Sterntypus 361.
Wolfs Flecken-Relativzahlen 30.

Z.

Zerteilung eines Sonnenfleckes 43.
Zodiakallicht 70.
Zöllners Astrophotometer 18.
—, Okularspektroskop 14.

Namenregister.

A.

Abbot 370.
Abelmann 303.
Abney 364.
Abul Hhaſſan 338.
Adams 164, 228.
d'Agelet 338.
Airy 178, 228, 400.
Alsdorf 135, 136.
Althans 135.
Amici 13.
Anaxagoras 99.
Anding 171.
André 26.
Andrews 38.
v. Anghiera 312.
Angſtröm 75.
Ansdell 318.
Anthelme 383.
Antoniadi 207.
Apian 37, 234.
Arago 12, 53, 162, 226.
Aratus 444.
Archenhold 469.
Argelander 168, 231, 329, 365, 382, 405, 412.
Ariſtillus 337.
d'Arquier 465.
d'Arreſt 55, 162, 353, 471.
van Aſten 275.
Auwers 28, 92, 370, 396, 405, 406, 429.
Avicenna 311.

B.

Backhouſe 237.
Baillaud 215.
Baillay, Solon J. 448.
Ball 179, 414.
Banks 186.
Barnard, E. E., 74, 167, 181, 209, 212, 487, 466, 469, 478, 487.
Barneby 192.
Bartſch 326.
Bauſchinger 454.
Baxendell 365.
Bayer 326, 365.
Bayley 44, 187.
Beauchamp 76.
Beck 96.
Becker 71.
Beer 82, 151, 176.
Behrmann 337.
Belopolsky 59, 182, 215, 377, 417, 426, 432, 435, 439.
Berberich 272.
Berry 91.
Beſſel, F. W. 11, 126, 217, 226, 399, 419, 424, 427, 446.
Bianchini 86, 230.
Biot 311.
Birmingham 42, 335, 384.
Bode 87, 165.
Boeddicker, O. 478.
Boguslawski 185.
Boltzmann 65.
Bond, G. P. 65, 81, 208, 221, 465.
Boſſard, J. 406.
Bouguer 53, 95.
Bouſſingault 185.
Bouvard 96, 223.
Bowditſch 56.
Boyd 186.
Bradley 28, 396.
Brandes 68, 290.
Bredichin 14, 240, 280, 303.
Breen 223.
Brenner, L. 85, 89, 178, 207.
Brezina 320.
Briga 85.
Brinkley 397.
Brooks 266.
Brorſen 72, 278.
Broſinsky 97.
Brothers 57.
Browning 92.
Bruhns 92, 168, 232.
Brünnow 271.
Brunowski 383.
Bruns 373.
Buffham 42, 186.
Burnham 193, 272, 423, 467.
Burton 187.
Buttmann 323.
Buys-Ballot 55.
Byrgius 383.

C.

Callendreau 275.
Campani 190.
Campbell 58, 137, 156, 187, 214, 440.
Cappoci 42, 70.
Cardanus 312.
Carlini 55.
Carpenter 135.
Carrington 29, 339.
Caſſini, D. 3, 28, 85, 153, 175, 199.
Caſtelli 37.

Celoria 485, 479.
Cerulli 150.
Chacornac 53, 165, 343, 471.
Challis 228.
Chambers 336.
Chandler 268, 280, 366.
Charlois 165.
Chase 238.
Le Chatelier 65.
Childrey 71.
Chladni 315.
Christie 246.
Clapiès 56.
Clark, O. 428.
Clausen 276.
Clavius 56.
Coddington 238, 273.
Cohn, F. 196.
Common 237, 343.
Cooke 23.
Cooper 38.
Copeland 182, 353, 467.
Copernicus 27, 28.
Cornu 385.
Cortie 45.
Coulvier-Gravier 289.
Coumbary 70.
Crew 63.
Crickmore 69.
Crookes 59.
Crulz 69.
Cysat 451.

D.

Daguerre 129.
Dalbiez 56.
Dana 135.
Davis 57.
Dawes 38, 41, 141, 204, 209, 423.
Deichmüller 198.
Dembowsky 423.
Denning 88, 180, 304.
Deslandres 61, 214, 270.
Dewar 318.
Doberck 426.
Dollond 4.
Donati 245, 345.
Donner 403.
Dörfel 230.
Douglas 161.
Dove 38.
Draper 129, 237.
Dreyer 454.
Drummond 65.
Dunér 63, 353.
Dunlop 452.

E.

Easton 477.
Ebert 133.
Eiffel 22.
Elkin 402.
Ellermann 354.
Ellery 181.
Encke 204, 229.
v. Engelhardt 179.
Engelmann 90, 183.
Erman 301.
Espin 355.
Eylert 72.

F.

Fabricius 29, 37, 365.
Fényi 49, 60.
Fergusson 167.
Ferrel 131.
Ferrer 56.
Finlay 68, 264.
Fischer 51.
Fizeau 65.
Flaugergues 30, 56.
Fleitmann 160.
Flemming, Mrs. 389, 442.
Fontana 86.
Forster 290.
Foucault 57.
Fracastor 234.
Frankland 59.
Franz, J. 96, 100, 402.
Fraunhofer 4, 6, 7, 9, 15, 24.
Fritsch 77, 87.
Fritz 36.
Frost 49, 54.

G.

Galilei 29, 37, 183.
Galle 55, 208, 229, 249.
Gallet 203.
Gambart 68.
de Gasparis 70.
Gassendi 80.
Gaudibert 111.
Gauß 36, 240, 281.
Gautier 36, 280.
Gill 28, 363, 455.
Goldschmidt 167.
Goodricke 365, 372, 432.
Gorton 189.
v. Gotthard, E. 436, 465.
Gould 449, 476.
Grimaldi 99.
Gruithuisen 68, 76, 84.
Gussew 96.
Guthrie 91.
Guy 41.
Gyldén 403.

H.

Hackenberger 303.
Haerdtl 277.
Hagen, J. G. 366.
v. Hahn 90.
Haidinger 310.
Hale 16, 61, 354.
Hall 163, 211, 217, 218.
Hallaschka 44.
Halley 28, 56, 451.
Hansen 96.
Harding 78, 91, 154, 211.
Harkneß 28, 300.
Harper 63.
Harting 363.
Hartmann 97.
Hartwig, E. 366, 379, 463.
Harzer, P. 431.
Hasselberg 246.
Heis, Ed. 72, 81, 237, 475.
Helmert 446.
v. Helmholtz 66.
Henderson 402.
Hennekeler 287.
Henneßy 57.
Henry, Gebrüder 16, 49, 446, 448.
Herrick 290.
Herschel, J. 17, 215, 222, 450.
Herschel, W. 3, 5, 16, 25, 26, 37, 151, 177, 219, 221, 222, 334, 412, 420,
Hevel 28, 126, 202, 230, 240, 383.
Hevelius 77.
Hillebrand 59.
Hind 165, 261, 278, 384, 470.
Hnatek 303.
v. Hoff 320.
Höffler 400.
Holden 70, 88, 148, 216, 454, 465.

Holetschek 234, 456.
Holwarda 365.
Hooke 241, 397.
Horn und Thorntwaite 24.
Horrebow 94.
Hough 190.
Houzeau, J. C. 75, 444, 476.
Howlett 42.
Huggins 59, 137, 361, 364, 415.
v. Humboldt 71, 112, 296.
Huth 82.
Huygens 141, 202, 451.

I.

Ideler 324.
Ihle 452.
Innes 370.
Jacob 185.
Jacobi 228.
Janssen 16, 52, 237.
Jones 72.

K.

Kammermann 249.
Kant, Im. 472.
Kapteyn, J. O. 403, 412.
Karlinski 287.
Kayser 96, 248, 354.
Keeler, J. E. 58, 84, 148, 213, 353, 466, 468.
Kellner 8.
Kempf 331.
Kepler 28, 230.
Kinau 111.
Kirch 365.
Kleiber, J. 232.
Klingenberg 233.
Klinkerfues 127, 303, 371, 400.
Knott 91, 370.
Kobold, H. 271, 419.
Konkoly 246.
v. Kövesligethy 335.
Kreil 96.
Kreutz 264.
Krieger 113.
Krüger 445.
Kunowsky 200.

L.

Lacaille 28, 327.
v. Lade 110.
Lahire 41, 131.
Lalande 29, 97, 481.
Lambert 53, 420.
Lamont 36, 167, 339, 445.
Lamp 278.
Lane 67.
Langdon 92.
Langley 49, 54, 65.
Laplace 53, 64, 184, 223, 280.
Laska 460.
Lassell 6, 154, 173, 218, 466.
Laugier 29.
Legentil 97.
Lehmann-Filhés, R. 425.
Lemmonier 97.
Lenard 166.
Leovitius 381.
Lescarbault 69.
Leverrier 69, 196, 226, 300.
Lewis 73.
Lexell 223, 261.
Liais 57, 69.
Lichtenberg 315.
Liebig 404.
Lindemann 403.
v. Lindener 68.
Linßer 154.
Lionardo da Vinci 97.
Littrow 341.
Loewy 135.
Lofft 69.
Lohrmann 99, 106.
Lohse 15, 40, 46, 52, 174, 182, 386.
Louville 56.
Lowell 88, 157.
Lummis 69.
Lundal 413.
Luther 165.
Luthmer 189.
Lymann 92.

M.

Mach 415.
Mädler, H. 77, 82 142, 151, 405.
v. Mahrenholtz 188.
Main 198.
Mairan 75.
Maraldi 56, 151, 211.
Mariotte 333.
Marius, Simon 183, 451.
Markwill 370.
Marth 216.
Mästlin 230.
Mathießen 446.
Maunder 74.
Maurice 412.
Maury, Miß A. C. 261, 433.
Mayer, Tobias 91, 125, 223, 405.
Mayette 56.
Méchain 232.
Melloni 131.
Messier 232, 261.
Meydenbauer 135.
Michell 420.
Miles 88.
Miller 310, 384.
Mitchel 244.
Moeller 276.
Molineux 186, 396.
Moll 172.
Montaigne 94, 261.
Montanari 365.
Montbarron 94.
Müller, G. 65, 223, 234, 331, 333.
Muratori 56.
Musschenbroek 55.
Myers, G. W. 439.

N.

Nasmyth 51, 135.
Neil 220.
Neison 123.
Nervander 54.
Newall, H. F. 388, 443.
Newcomb 170, 216, 225, 229, 404, 418, 419.
Newton 279, 297.
Nichols 322.
Nicollet 96.
v. Nießl 290.
Noble 92.
Nyland, A. A. 446.

O.

Olbers 91, 165, 231.
Olmstedt 288, 296.
Oppenheim 449.
Oudemans 401.

P.

Palisa 70, 165, 271.
Palmer, H. K. 273, 448.

Partsch 311.
Paschen 20, 262.
Pastorff 68.
Perrine 272.
Perrotin 89, 149.
Perry 45.
Peters, C. A. F. 428.
Peters, C. F. W. 300.
Peters, C. H. F. 70, 167, 400.
Pezenas 72.
Philips 135.
Piazzi 165, 397.
Picard 28.
Pickering, Eduard 166, 215, 219, 344, 361, 363, 401, 433, 434, 448, 450, 467.
Pickering, William 113, 161, 215.
Pigott 365.
Pihl, O. 445.
Pinder 311.
Plantadé 56.
Plinius 311.
Plummer 95.
Pogson 365.
Poinsonet 223.
Pons 232.
Poor 268.
Porro 38.
Porter 415.
Pouillet 322.
Pound 28, 208.
de Prados 57.
Pratt 211.
Prevost 412.
Prince 38.
Prinz 130.
Pritchard 330, 402.
Proctor 139, 420.
Prosperin 223.
Puiseux 135.

Q.

Quetelet 204, 290.

R.

Rahts 279.
Rambaut 425.
Ranyard 479.
Raschig 44.
Reichenbach 44.
Repsold 11.
Reusch 317.
Riccioli 28, 76, 122, 383.
Riccò 247.
Riel 325.
Roberts 463, 470.
Rochon 11.
Rödkier 94.
Römer 28, 405.
Rosse 5, 131, 464, 466, 469.
Rothmann 339.
Runge 59, 354.
Russel 88, 375, 464.
Rutherfurd 53, 123, 343.

S.

Sabine 36.
Saigey 289.
v. d. Sande-Bakhuizen, H. G. 414.
Schaeberle 57, 148, 187, 238, 283, 430.
Scheffler 108.
Scheiner, S. 29, 37, 49, 247, 345, 446, 448, 449, 464, 487, 488.
Scheuchzer 313.
Schiaparelli 142 ff., 299 ff.
Schidloffsky 57.
Schier 339.
Schirläus 126.
Schmidt, A. 59.
Schmidt, J. 235, 241, 263, 289, 306, 370.
Schoenfeld 365, 370.
Schorr, R. 431.
Schröter 25, 77, 85, 175, 206, 211.
Schulhof 271, 275.
Schultz 446.
Schumacher 68.
Schur 169, 447.
Schwabe 40, 42, 123, 173.
Schwarzschild 333, 377, 441.
Seabrocke 87.
Seagrave 88.
Secchi 15, 38, 51, 81, 145, 205, 301, 435.
See, J. J. 67, 426, 430.
Seeliger, H. 329, 392, 430, 431, 486.
Seidel 17, 81, 332.
Serpieri 72.
Sestini 335.
Short 95.
Sidgreaves, W. 369, 438.
Smith 131, 189, 335.
South 177, 422.
v. Spießen 93, 188.
Spitaler 456.
Spitta 191.
Spörer 29, 40, 50.
Stampfer 168.
Stanley Williams 172, 221.
Stannyan 59.
Stark 69.
Staudacher 30.
Steinheibel 69.
Steinheil 8, 17, 63.
Stephan 467.
Stone 168.
Stoney 162, 301.
Strange 53.
Stratanoff, W. 465.
Strömgren 269, 281.
Stroobant 95.
Struve, H. 164, 196, 198, 199, 209, 216, 229, 470.
Struve, L. 429.
Struve, O. 57, 402, 430.
Struve, W. 208, 421, 422, 474, 481.
Stumpe, O. 414, 418.
Stuyvaert 98.
Swift 70, 232, 271.

T.

Tarde 37.
Tatcher 263.
Tebbutt 190.
Tempel, W. 232, 264, 446.
Terby 139, 144, 152.
Thollon 41.
Thomson 67.
Thraen 266.
Tietjen 167.
Tikhoff 440.
de Tillo 304.
Timocharis 337.
Tisserand 164, 198, 215, 229, 420.
Titius 165.
Torricelli 172.
Tralles 153.
Triesnecker 405.
Trouvelot 70, 81, 88, 205, 465.
Tschirnhausen 131.
Tuttle 208.
Tycho Brahe 18, 71, 230, 233, 382.

U.

Ulloa 56.

V.

Valerio 53.
Valz 241.
Varela 211.
Vassenius 59.
Very 132.
de Vico 86, 277.
Villiger 89.
Vogel, H. C. 15, 53, 75, 81, 223, 354, 364, 415, 432, 434, 436.

W.

Wargentin 184.
Warren de la Rue 57, 129.
Waterhouse 57.
Watson 70, 165.
Webb 99, 154, 202.
Weber 72, 285.
Weineck 179.
Weiß 44, 230.
Whipple 57.
Wichmann 30, 261.
v. Widmanstätten 317.
Wilsing, S. 63, 368, 394, 431.
Wilson 45, 49, 394.
Winlock 57.
Winnecke, A. 92, 235, 447, 471.
Wolf, C. 446.
Wolf, M. 447, 469.
Wolf, R. 30, 31.
Wolfer 30, 35, 50.
Wollaston 43, 65, 164.
Worthington 87.
Wray 189.
Wren 220.
Wright, W. H. 417, 472,

Y.

Young 16, 43.

Z.

Zach 165.
Zöllner 14, 18, 60, 81, 346, 393.
Zucchi 172.
Zupus 77.